

Université de Montréal

Analyse de spectres FUSE d'étoiles sous-naines de type B PG 1716+426

par

Jean-Philippe Blanchette

Département de physique

Faculté des arts et des sciences

Mémoire présenté à la Faculté des études supérieures

en vue de l'obtention du grade de

Maître ès sciences (M.Sc.)

en physique

Juin, 2006

©Jean-Philippe Blanchette, 2006



dc

3

US4

2006

V.031



AVIS

L'auteur a autorisé l'Université de Montréal à reproduire et diffuser, en totalité ou en partie, par quelque moyen que ce soit et sur quelque support que ce soit, et exclusivement à des fins non lucratives d'enseignement et de recherche, des copies de ce mémoire ou de cette thèse.

L'auteur et les coauteurs le cas échéant conservent la propriété du droit d'auteur et des droits moraux qui protègent ce document. Ni la thèse ou le mémoire, ni des extraits substantiels de ce document, ne doivent être imprimés ou autrement reproduits sans l'autorisation de l'auteur.

Afin de se conformer à la Loi canadienne sur la protection des renseignements personnels, quelques formulaires secondaires, coordonnées ou signatures intégrées au texte ont pu être enlevés de ce document. Bien que cela ait pu affecter la pagination, il n'y a aucun contenu manquant.

NOTICE

The author of this thesis or dissertation has granted a nonexclusive license allowing Université de Montréal to reproduce and publish the document, in part or in whole, and in any format, solely for noncommercial educational and research purposes.

The author and co-authors if applicable retain copyright ownership and moral rights in this document. Neither the whole thesis or dissertation, nor substantial extracts from it, may be printed or otherwise reproduced without the author's permission.

In compliance with the Canadian Privacy Act some supporting forms, contact information or signatures may have been removed from the document. While this may affect the document page count, it does not represent any loss of content from the document.

Université de Montréal
Faculté des études supérieures

Ce mémoire intitulé:

Analyse de spectres FUSE d'étoiles sous-naines de type B PG 1716+426

présenté par:

Jean-Philippe Blanchette

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes:

Nicole St-Louis,	président-rapporteur
François Wesemael,	directeur de recherche
Pierre Bergeron,	membre du jury

Mémoire accepté le: _____

Sommaire

Ce travail analyse les abondances photosphériques de cinq étoiles sous-naines de type B (sdB) présentant des variations lumineuses multi-périodiques de longue période. À l'aide du satellite FUSE observant dans la gamme de longueur d'ondes de l'ultraviolet lointain, nous avons déterminé dans un premier temps s'il y avait bel et bien une cohésion interne entre les différentes abondances photosphériques de notre échantillon de pulsateurs lents (les étoiles de type PG 1716+426). Tel que prévu, une grande homogénéité entre les étoiles sdB de longue période est ressortie de l'analyse, puisque l'échantillon avait une distribution de paramètres fondamentaux très étroite. Cependant, bien qu'une revue plus systématique de toutes les abondances des étoiles sdB connues à ce jour soit des plus souhaitables, notre but premier était d'infirmier ou de confirmer s'il est possible de départager les étoiles sdB pulsantes et non-pulsantes sur la base de l'abondance photosphérique des éléments du pic du fer, et plus particulièrement du fer lui-même. Ce questionnement s'est fait en parallèle avec les récents résultats des modèles de diffusion du fer de Chayer et al. (2004) et Fontaine et al. (2006b) qui incluaient un faible vent stellaire dans leurs calculs. Une compétition entre la gravité, l'accélération radiative et le faible vent stellaire serait ainsi déterminante dans l'évolution temporelle de la quantité de fer - ou des éléments du pic du fer - dans les différentes couches des étoiles sdB. Le vent jouerait alors un rôle dans l'augmentation locale de l'abondance de fer dans l'enveloppe, responsable du mécanisme d'opacité - ou mécanisme κ - qui génère et entretient les pulsations chez les étoiles sdB. D'où l'hypothèse que ce vent puisse avoir des répercussions sur l'abondance du fer - ou des éléments du pic du fer - dans la photosphère de l'étoile et non pas seulement dans l'enveloppe. Nos résultats montrent par contre qu'il semble difficile - voire impossible - d'observer un quelconque effet du faible vent stellaire dans

l'atmosphère des étoiles sdB. Les abondances atmosphériques des éléments du pic du fer (Cr, Mn, Fe, Co et Ni) des étoiles sdB pulsantes ne se distinguent tout simplement pas de celles des étoiles sdB non-pulsantes. Dans la plupart des cas, une légère sur-abondance est observée chez tous les types d'étoiles. D'autre part, les éléments légers et ceux au-delà du pic du fer (Ge, Zr, Sn et Pb) ont des abondances consistantes avec les tendances observées lors des études précédentes, et ce encore une fois pour tous les types d'étoiles.

Mots clefs:

Diffusion — Étoiles: abondances — Étoiles: individuelle (PG 1627+017; PG 1716+426; PG 0101+039; PG 1338+481; PHL457 ; PG 0749+658; HD4539; JL236; Fei48; PG 1710+490)—
Étoiles: Oscillations — Spectroscopie — Sous-Naines

Abstract

We present an analysis of the FUSE spectra of five PG 1716+426 stars, the subgroup of hydrogen-rich subdwarf B stars that exhibit very low-amplitude, long-period luminosity variations. Our primary aim is to investigate whether these stars display abundances which differ from those observed in the non-variable sdB stars and also in the shorter-period V361 Hya variables. For the light elements and for those beyond the iron peak, our abundances are consistent with the trends observed in earlier studies. For the important iron-peak elements Cr, Mn, Fe, Co, and Ni, which are thought to be directly linked to the driving mechanism in both long-period and short-period variables, the abundances measured in the PG 1716+426 stars appear very homogeneous and exhibit only mild enrichments over the solar value. Furthermore, they do not differ appreciably from those measured in a reference sample consisting of constant stars and one short-period pulsator. The implications of these findings for current models which involve both diffusion processes and stellar winds to account for the driving of non-radial pulsations in sdB stars are discussed.

Subject headings:

Diffusion — Stars: abundances — Stars: individual (PG 1627+017; PG 1716+426; PG 0101+039; PG 1338+481; PHL457; PG 0749+658; HD4539; JL236; Fei48; PG 1710+490)—
Stars: Oscillations — Spectroscopy — Subdwarfs

Table des matières

Sommaire	i
Abstract	iii
Table des matières	iv
Liste des figures	vi
Liste des tableaux	viii
1 Introduction	1
2 Article	7
2.1 Abstract	8
2.2 Introduction	8
2.3 Observations	12
2.3.1 The FUSE Spectra	12
2.4 Synthetic Spectra	13
2.4.1 Atmospheric Parameters	13
2.4.2 Model Atmospheres and Synthetic Spectra	14
2.4.3 Defining the Ultraviolet Continuum	14
2.5 Method of Analysis	16
2.5.1 Technique of Analysis	16
2.5.2 Microturbulent and Rotational Broadening	16

2.5.3	Sources of Error	18
2.6	Determination of Element Abundances	20
2.6.1	The Light Elements	20
2.6.2	Iron-Peak Elements	20
2.6.3	Elements Beyond the Iron Group	23
2.7	Summary and Conclusion	24
2.8	Acknowledgements	25
2.9	Tables	26
2.10	References	32
2.11	Figures	35
3	Conclusion	41
	Bibliographie	46
	Remerciements	50
	Appendices	51
A	Exemples de spectres d'étoiles de type PG 1716+426	51
A.1	Comparaison avec la Figure 2.4	52
A.2	Autres exemples d'abondances photosphériques pour PG 1338+481	56

Liste des figures

2.1	FUSE spectra for the five pulsating stars	35
2.2	FUSE spectra for the five comparison stars	36
2.3	The four steps involved in synthesizing a portion of FUSE spectrum. The region selected includes the strong Si III transitions between 1108.358 and 1113.230 Å.	37
2.4	A typical example of spectrum synthesis in PG 1338+481	38
2.5	A simulated FUSE spectrum obtained by including noise in a synthetic spectrum	39
2.6	Abundances in the five PG 1716+426 stars with respect to the solar abundance	40
A.1	Un exemple typique de synthèse spectrale pour P1627+017	52
A.2	Un exemple typique de synthèse spectrale pour PG 1716+426	53
A.3	Un exemple typique de synthèse spectrale pour PG 0101+039	54
A.4	Un exemple typique de synthèse spectrale pour PHL 457	55
A.5	Un exemple typique de synthèse spectrale pour le C III dans la région 1172-1180 Å	56
A.6	Un exemple typique de synthèse spectrale pour le N III dans la région 978-992 Å	57
A.7	Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Si III dans la région 1107-1114 Å	58
A.8	Un exemple typique de synthèse spectrale pour le P III dans la région 997-1004 Å	59
A.9	Un exemple typique de synthèse spectrale pour le S IV dans la région 1062-1074 Å	60
A.10	Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Cl III dans la région 1004- 1016 Å	61

A.11 Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Cr III dans la région 1060-1070 Å	62
A.12 Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Mn III dans la région 1110-1116 Å	63
A.13 Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Fe III dans la région 1120-1133 Å	64
A.14 Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Co III dans la région 1042-1055 Å	65
A.15 Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Ni III à 979.589 Å	66
A.16 Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Ge III à 1088.463 Å	67
A.17 Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Zr IV à 1183.973 Å	68
A.18 Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Pb III à 1048.887 Å	69

Liste des tableaux

2.1	Summary of the FUSE observations	26
2.2	Atmospheric parameters of pulsating sdB stars	27
2.3	Atmospheric parameters of comparison sdB stars	28
2.4	List of the photospheric lines not belonging to elements of the iron peak	29
2.5	List of photospheric lines for iron-peak elements and beyond.	30
2.6	Observed abundances for pulsating stars	31

Chapitre 1

Introduction

Au milieu des années soixante, Sargent & Searle (1966) mentionnent l'existence de la première d'une série d'anomalies d'abondances dans l'atmosphère d'un type particulier d'étoiles évoluées et compactes: l'hélium est moindre que le niveau solaire. Cette série qui va maintenant bien au-delà de l'hélium sera par la suite toujours intrinsèquement liée à ce que nous appelons communément les étoiles de la branche horizontale extrême (EHB¹). Nous savons maintenant qu'une sous-classe de ces dernières appelée sous-naines de type B (sdB²) domine la population des étoiles bleues de faible luminosité jusqu'à une magnitude limite de $B \approx 16$ mag (Green et al. 1986). Ces découvertes ont depuis contribué à donner naissance à une vaste campagne d'étude et de caractérisation de ces étoiles au parcours atypique, et ce encore de nos jours.

Certaines généralités se sont dégagées au fil des différentes recherches et font maintenant consensus. Tout d'abord, les étoiles sdB ont une température effective entre 20 000 K et 40 000 K, et une gravité de surface entre $\log g$ de 5.0 et 6.0 (eg., Saffer et al. 1994; Edelmann et al. 2003). De plus, une masse de l'ordre de $0.5 M_{\odot}$ est très bien caractérisée par les données observationnelles autant que par les modèles évolutifs (voir Dorman et al. 1993). Cette masse découle d'une perte quasi-totale de l'hydrogène de l'enveloppe lors de la montée sur la branche des géantes rouges (RGB³) ou durant l'allumage même de l'hélium. Il ne reste alors prati-

¹de l'anglais *Extreme Horizontal Branch*

²de l'anglais *subdwarf B*

³de l'anglais *Red giant Branch*

quement que le coeur d'hélium, résultat de la fusion nucléaire de l'hydrogène. Or la masse du coeur d'une étoile de faible masse se situe autour de $0.5 M_{\odot}$ (Sweigart & Gross 1978; Saffer et al. 1994) lorsqu'elle atteint les conditions nécessaires lui permettant de démarrer une telle fusion. Cette phase critique est appelée le flash de l'hélium en raison de la grande libération d'énergie venant d'un allumage sous des conditions dégénérées. Un reste d'hydrogène d'un maximum d'environ $0.02 M_{\odot}$ se trouve tout de même toujours dans une mince couche formant l'enveloppe. Cependant, l'hydrogène étant en trop petite quantité dans cette couche, sa combustion n'a pas lieu. Une fois la fusion de l'hélium terminée, l'étoile quitte la EHB après y avoir passé environ 10^8 ans. Ce faisant, elle n'emprunte pas le chemin évolutif traditionnel passant par la phase de pulsations thermiques de la branche asymptotique des géantes. L'étoile rejoindra plutôt la longue séquence de refroidissement des naines blanches après un passage à des températures plus élevées - résultat d'une contraction de l'étoile et d'une combustion de l'hélium et de l'hydrogène en couches - via la phase post-EHB (Dorman 1995).

Plusieurs scénarios peuvent être invoqués pour rendre compte de la perte de masse caractéristique des étoiles sdB sur la branche des géantes rouges (voir Han et al. 2002, 2003). Ils se divisent en deux catégories : un scénario n'impliquant qu'une étoile isolée et un autre faisant appel à un transfert de masse dans un système binaire. Ainsi, lors de son ascension de la RGB, le progéniteur isolé d'une sdB va subir d'importantes pertes de masse en lien entre autres avec l'augmentation de sa luminosité (D'Cruz et al. 1996). L'étoile faisant partie d'un système binaire va soit remplir son lobe de Roche, soit perdre de la masse via une enveloppe commune pour des systèmes à période plus serrée. Dans les deux cas, le compagnon de la future sdB est une naine blanche ou une étoile de faible masse de la séquence principale. Selon différentes études, les pourcentages de systèmes binaires varient de 42% (Napiwotzki et al. 2004, échantillon tiré du *SN Ia Progenitor survey - Spy*) à 76 – 89% (Han et al. 2003, modélisation détaillée de la population d'étoiles sdB), en passant par $69 \pm 9\%$ (Maxted et al. 2001, échantillon tiré du *Palomar-Green catalogue*).

Un autre scénario, plus rare, peut également expliquer la formation d'une sdB : la fusion de deux naines blanches riches en He. La fusion des deux étoiles provoque un rallumage de l'hélium des couches externes et la sdB nouvellement formée reprend alors son évolution sur

la EHB.

Mentionnons maintenant plus spécifiquement ce qui caractérise les anomalies d'abondances des étoiles sdB. Tout d'abord, comme cela a été souligné plus tôt, l'hélium photosphérique est sous-abondant d'un facteur allant de 2 jusqu'à 100 par rapport à l'abondance solaire. L'abondance de carbone peut être solaire dans les objets plus froids, mais devient toujours sous-solaire à mesure que nous considérons des étoiles de plus en plus chaudes. L'azote se trouve inmanquablement au niveau solaire, et ce peu importe la température. L'oxygène et le silicium, par contre, sont sous-abondants sur toute la gamme des températures. Plusieurs études rendent compte de ces tendances (eg., Lamontagne et al. 1985; Heber et al. 2000; Ohl et al. 2000; Edelman et al. 2003; Fontaine et al. 2006a).

Une anomalie d'abondance ressort cependant du lot: le silicium disparaît presque complètement de l'atmosphère au-delà de 32 000 K. Le mécanisme responsable de celle-ci devrait par contre intervenir dans l'ensemble des anomalies d'abondances chez les étoiles sdB. Comme l'ont démontré Bergeron et al. (1988), la simple inclusion des forces radiatives et gravitationnelles à l'intérieur des modèles de diffusion des étoiles sdB ne peut expliquer la disparition de cet élément de l'atmosphère de l'étoile. Les modèles à l'équilibre diffusif de Chayer et al. (1995a,b) ont également échoué à retrouver les tendances observées pour les abondances des éléments C, N, Si, Fe et Ni. Il semble qu'il faille inclure un autre phénomène qui jouerait également un rôle dans la diffusion. L'hypothèse la plus consensuelle à ce jour est ce que Michaud et al. (1985) avaient proposé pour rendre compte de la sous-abondance du silicium: un faible vent stellaire. Cette hypothèse a par la suite été explorée par Fontaine & Chayer (1997) et Unglaub & Bues (1998) pour l'hélium, et par Unglaub & Bues (2001) pour les éléments plus lourds (C, N et O). Seul un taux de perte de masse entre $\sim 10^{-14} M_{\odot}/\text{an}$ et $\sim 10^{-12} M_{\odot}/\text{an}$ peut rendre compte des tendances observées dans les étoiles sdB (Unglaub & Bues 2001).

Nous reviendrons plus loin sur le rôle du faible vent stellaire dans notre étude. Attardons-nous maintenant à la sous-classe des objets pulsants à l'intérieur même des étoiles sdB. Ainsi, suite à la prédiction de l'existence d'instabilité chez ces dernières (Charpinet et al. 1996, 1997), Kilkenney et al. (1997) ont découvert de façon indépendante la première sdB pulsante de courte

période. L'ensemble de cette sous-classe totalise à ce jour environ une trentaine d'objets pulsants similaires au prototype EC 14026+2647. Ils sont caractérisés par les paramètres fondamentaux suivants: une température effective entre 28 000 K et 36 000 K, une gravité de surface entre $\log g$ de 5.2 et 6.1, et des variations multi-périodiques ≤ 10 mmag s'étendant sur de courtes périodes (100 s à 500 s). Ces variations découlent de pulsations radiales et non-radiales associées à des modes accoustiques (mode p) de faible ordre radial k et de faible degré ℓ ($\ell \leq 3$) à l'intérieur de l'enveloppe d'hydrogène.

Une autre sous-classe d'étoiles pulsantes vient s'ajouter en 2003 avec la découverte du prototype PG 1716+426 (Green et al. 2003). Cette fois, les variations multi-périodiques sont plus longues que celles des étoiles de type EC 14026+2647 et se situent entre 2000 s et 8000 s. Les étoiles de type PG 1716+426 ont également des températures effectives plus froides variant entre 20 000 K et 28 000 K; une gravité de surface entre $\log g$ de 5.2 et 5.7; et des variations multi-périodiques de plus faible amplitude (≤ 5 mmag). Contrairement aux pulsantes de courte période associées aux modes p , les pulsantes de longue période sont associées aux modes de gravité (mode g) d'ordre radial k élevé et de degré ℓ élevé ($\ell \geq 3$). Ces oscillations lentes sondent également plus profondément l'intérieur de l'étoile - par opposition aux modes p plus en surface - et sont donc sensibles à la composition exacte du coeur CO/He de l'étoile⁴.

Les modèles suggèrent (Charpinet et al. 1997; Fontaine et al. 2003) que le mécanisme qui cause et entretient les pulsations des étoiles sdB est le même chez les deux types d'étoiles pulsantes. Ces pulsations découleraient d'un sursaut d'opacité dans l'enveloppe de l'étoile, dû à une augmentation locale de l'abondance de fer. Cette augmentation serait le résultat d'une compétition entre les composantes principales de la diffusion, soit les forces de gravité (triage gravitationnel), les forces radiatives (lévitation radiative), et de possibles vents stellaires. Il se créerait par conséquent un mécanisme d'opacité, ou mécanisme κ , prenant son origine dans les milliers de niveaux d'excitation du fer ionisé. Les photons seraient alors emprisonnés par cette accumulation de fer et l'énergie emmagasinée perturberait par la suite le milieu environnant, favorisant ainsi l'apparition des pulsations.

C'est à l'intérieur de ce cadre théorique que nous avons élaboré notre protocole de re-

⁴Voir l'article de Fontaine et al. (2003) qui traite de l'ensemble des enjeux relié aux sdB de longue période.

cherche. Le principal but de celui-ci était de vérifier si nous pouvions départager les étoiles sdB pulsantes des étoiles non-pulsantes sur la base de l'abondance de fer, ou des éléments du pic du fer, dans l'atmosphère de chacune d'elles. Ce questionnement est apparu suite aux récents résultats de l'ajout d'un faible vent stellaire à l'intérieur d'un modèle de diffusion du fer d'une sdB typique (Chayer et al. 2004). Fontaine et al. (2006b) ont par la suite intégré ces calculs au modèle évolutif de Charpinet et al. (1997) et ont analysé les résultats à l'aide d'un programme de pulsations non-adiabatiques (Fontaine et al. 1994). Il appert que le vent est en partie responsable de la diminution du réservoir de fer dans l'enveloppe et par conséquent de l'arrêt des pulsations. Avec un taux de perte de masse de $6 \times 10^{-15} M_{\odot}/\text{an}$, les pulsations s'arrêtent après $10^{7.1}$ ans, faute d'une quantité suffisante de fer dans la région où se produit le mécanisme κ qui entretient les pulsations.

Le modèle de Fontaine et al. (2006b) prédit qu'une étoile sdB pulsante - de courte ou de longue période - doit *nécessairement* montrer une sur-abondance photosphérique de fer par rapport à l'abondance solaire tandis qu'une étoile non-pulsante peut montrer une sur-abondance photosphérique de fer entre $10^{7.1}$ et $10^{7.7}$ ans, et une sous-abondance par la suite. Ainsi, une sur-abondance photosphérique de fer ne se traduit pas automatiquement en une quantité suffisante de cet élément dans l'enveloppe pour entretenir le mécanisme κ responsable des pulsations. Un gradient d'abondance est donc présent entre l'enveloppe et l'atmosphère de l'étoile. Ce gradient permet l'existence d'un régime où étoiles pulsantes et non-pulsantes peuvent toutes les deux montrer une sur-abondance photosphérique de fer, tout en ayant des abondances différentes dans la région de l'enveloppe où se forme le réservoir de fer responsable du mécanisme κ . À noter cependant que seul un modèle typique a pour l'instant été calculé ($0.5 M_{\odot}$, $T_{\text{eff}} = 30\,000\text{ K}$ and $\log g = 5.5$). Étant donné la grande dépendance des calculs diffusifs à la température et à la gravité, sans parler du véritable taux de perte de masse, une analyse comparative des diverses abondances atmosphériques des éléments du pic du fer d'objets pulsants et non-pulsants était des plus souhaitables.

C'est ce que nous avons fait dans la présente étude. À l'aide de superpositions de données du satellite *Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer* et de spectres synthétiques, nous avons comparé les abondances de cinq étoiles sdB de longue période, premièrement entre elles,

deuxièmement avec quatre sdB non-pulsantes, et troisièmement avec une pulsante de courte période. La structure générale de l'article est comme suit: nous présentons les observations du satellite FUSE à la section 1.2 et les modèles d'atmosphère ainsi que les spectres synthétiques utilisés à la section 1.3. Notre technique d'analyse est présentée à la section 1.4, où nous discutons du problème récurrent lié au placement du continu dans les spectres FUSE et de la présence d'un élargissement additionnel des raies chez une étoile pulsante de longue période (PHL 457) et une autre de courte période (Feige 48). L'analyse comparative de l'abondance des éléments légers (du carbone à l'argon) est présentée à la section 1.5.1; celle des éléments du pic du fer (du vanadium au nickel) à la section 1.5.2; et celle des éléments au-delà du nickel (Ge, Zr, Sn et Pb) à la section 1.5.3. À la toute fin, section 1.6, nous résumons les principaux résultats de l'article et une conclusion est présentée.

Chapitre 2

Article

FUSE DETERMINATION OF THE ABUNDANCES OF ELEMENTS ON THE IRON PEAK AND BEYOND IN THE PG 1716+426 STARS

J.-P. Blanchette¹, P. Chayer², F. Wesemael¹, G. Fontaine¹, M. Fontaine¹, J. Dupuis³, J.W.
Kruk⁴, and E.M. Green⁵

To be submitted to the Astrophysical Journal

¹Département de Physique, Université de Montréal, C.P. 6128, Succ. Centre-Ville, Montréal, Québec, Canada H3C 3J7; [REDACTED] [REDACTED] [REDACTED]

²Bloomberg Center for Physics and Astronomy, The Johns Hopkins University, Baltimore, MD 21218; [REDACTED]

³Canadian Space Agency, 6767 route de l'aéroport, Longueuil, Québec, Canada J3Y 8Y9

⁴Bloomberg Center for Physics and Astronomy, The Johns Hopkins University, Baltimore, MD 21218; [REDACTED]

⁵Steward Observatory, University of Arizona, Tucson, AZ 85721, U.S.A.; [REDACTED]

2.1 Abstract

We present an analysis of the FUSE spectra of five PG 1716+426 stars, the subgroup of hydrogen-rich subdwarf B stars that exhibit very low-amplitude, long-period luminosity variations. Our primary aim is to investigate whether these stars display abundances which differ from those observed in the non-variable sdB stars and also in the shorter-period V361 Hya variables. For the light elements and for those beyond the iron peak, our abundances are consistent with the trends observed in earlier studies. For the important iron-peak elements Cr, Mn, Fe, Co, and Ni, which are thought to be directly linked to the driving mechanism in both long-period and short-period variables, the abundances measured in the PG 1716+426 stars appear very homogeneous and exhibit only mild enrichments over the solar value. Furthermore, they do not differ appreciably from those measured in a reference sample consisting of constant stars and one short-period pulsator. The implications of these findings for current models which involve both diffusion processes and stellar winds to account for the driving of non-radial pulsations in sdB stars are discussed.

2.2 Introduction

The hydrogen-rich subdwarf B (sdB) stars are evolved compact objects located on the extreme horizontal-branch stars. After the exhaustion of helium burning in the core, the very small hydrogen-envelope mass, less than $0.02 M_{\odot}$, prevents the star from reaching the thermal pulsating stage on the asymptotic giant branch. Instead, the star simply veers off to high effective temperatures in the H-R diagram to connect with the traditional cooling sequences of low-mass white dwarfs. Several scenarios, summarized recently by Han et al. (2002, 2003), have been proposed to account for the very low envelope mass that characterizes the horizontal-branch progenitor of the sdB stars. The single-star scenario relies on mass loss near or during the helium flash, while the binary model relies on mass loss associated with a common envelope phase (for short-period systems) or with Roche lobe overflow (for long-period systems). A third possibility involves a merger between two helium-rich white dwarfs that reignites helium under non-degenerate conditions.

The existence of unstable non-radial pulsation modes in the hot B subdwarfs was first predicted by Charpinet et al. (1996, 1997). Their presence was confirmed shortly after with the detection by Kilkenny et al. (1997) of variability in the prototypical, short-period pulsating sdB star (V361 Hya class), EC 14026–2647. As a group, the V361 Hya variables are characterized by short periods – typically in the range 100–200 s – and amplitudes of a few to tens of mmag. The mechanism favored to drive these p -mode pulsations is the κ -mechanism associated with the opacity bump caused by the presence of a reservoir of iron (and, most likely, other iron-peak elements) located deeply in the envelope. A similar process is known to occur in the pulsating B (or β Cep) stars on the main sequence (Dziembowski & Pamiatnykh 1993). There exists a fundamental difference between the two cases, however, and it is the fact that radiative levitation is a necessary condition for exciting pulsation modes in models of sdB stars. Standard sdB models with uniform solar abundances of heavy elements are unable to drive pulsation modes, contrary to models of main-sequence B stars. As emphasized most recently by Chayer et al. (2004) and Fontaine et al. (2006c), radiative levitation is able to boost the local abundance of iron in the driving region of sdB star models, thus providing the necessary condition for exciting modes.

Subsequently, a second group of variable sdB stars has been identified by Green et al. (2003). These variables, currently named PG 1716+426 stars after the prototype, are low-amplitude (≤ 5 mmag), long-period (3000–8000 s) pulsators. Their luminosity variations are caused by high-order g -mode oscillations. This second family thus provides a nice complementary asteroseismological sample for studying the internal structure of sdB stars since g -modes probe different (much deeper) layers than the p -modes observed in the EC 14026–2647 pulsators. Fontaine et al. (2003) have argued that the same κ -mechanism called upon in the V361 Hya variables is also able to excite high-order g -modes in models of PG 1716+426 stars, provided that one considers degree values of $\ell = 3$ and more. Again, radiative levitation is a prerequisite condition for this mechanism to work. We note that the two groups of variable subdwarf B stars occupy distinct regions in the $\log g$ vs. T_{eff} plane. The short-period V361 Hya variables are all located in the temperature range between 28,000 K and 36,000 K and $\log g$ between 5.2 and 6.1. In contrast, the PG 1716+426 stars are cooler objects (20,000 K

to 28,000 K) and have lower surface gravities ($\log g$ ranging from 5.2 to 5.7).

As a class, the subdwarf B stars have long been known to display peculiar chemical abundances in their photospheres. Starting with the work of Sargent & Searle (1966), multiple studies have documented the abundances of both helium and heavy elements in the photospheres of the hydrogen-rich subdwarfs. The trends in element abundances can be summarized as follows: C is generally underabundant, while N is present in solar abundance or slightly underabundant over the whole effective temperature range. He, O, Mg, Al and S are underabundant, while Ar is overabundant at all effective temperatures (Lamontagne et al. 1985, 1987; Heber et al. 2000; Ohl et al. 2000; Edelmann 2003; Edelmann et al. 2003). Fe is generally slightly enhanced, but can be depleted in some objects. Of particular interest is the behavior of Si, underabundant below 32,000 K but apparently absent beyond that threshold; theoretical studies carried out by Michaud et al. (1985); Bergeron et al. (1988); Fontaine & Chayer (1997); Unglaub & Bues (1998, 2001) suggest that this peculiar abundance pattern can be accounted for by the competition between radiative element support, downward gravitational settling, and a weak stellar wind. Today, the abundance determinations in hot B subdwarfs extend through the iron peak all the way to Pb, atomic number 82 (O'Toole 2004; O'Toole & Heber 2006; Chayer et al. 2006).

The link between the driving of the pulsations observed in variable sdB stars and the presence of a suitably located reservoir of iron-peak elements as the source of an opacity bump seems well established by the investigations of Charpinet et al. (1997) and Fontaine et al. (2003). If, as put forward in these studies, radiative levitation plays a key role in creating such a reservoir, then important composition gradients must be present between the surface and the optically-thick driving region (see, e.g., Fig. 1 of Charpinet et al. 1997). This implies that the atmospheric composition *cannot* reveal directly the abundances in the driving region, and in particular the overabundances of iron-peak elements expected in that region of the stellar envelope. Nevertheless, the question still naturally arises whether one might be able to distinguish constant stars from variable stars on the basis of their *photospheric* abundances especially those associated with iron-peak elements (see, e.g., O'Toole et al. 2004b). It should be clear, at the outset, that even a negative answer to this question does not imply that

the constant and variable stars must then have the same composition in the driving region. In addition, if the stellar winds invoked by Michaud et al. (1985) to explain the abundance of silicon are present in sdB stars, it is conceivable that any reservoir of iron-peak elements located in the envelope might, over time, be emptied by mass loss. Under these circumstances, the κ -mechanism would be inhibited and pulsational instability would stop. The possibility thus presents itself that the abundance of iron-peak elements and, more fundamentally, the mass-loss rate could play the role of the missing parameter required to explain why constant and variable stars cohabit in the same region of the $\log g$ vs. T_{eff} plane (see, most recently, Fontaine et al. 2006b). As a corollary, could the abundances of iron-peak elements differ between the cool, long-period pulsators and the hot, short-period variables. If the wind in the models explored by Michaud et al. (1985); Fontaine & Chayer (1997); Unglaub & Bues (1998, 2001) is somehow driven by the radiation field, differences in abundances of the iron-peak elements might be expected between the hot and the cool variable sdB stars. It might thus be possible to distinguish between the two subgroups of variable stars on the basis of their abundances of iron-peak elements.

Some of these important questions have already been explored in a preliminary fashion with STIS spectra, e.g., by O'Toole et al. (2004b) and O'Toole & Heber (2006). Here, we present the results of our investigation of some additional aspects of these questions with the help of high-resolution FUSE spectra. A progress report can be found in Blanchette et al. (2006). This paper is structured as follows: we present our observations in § 2.3, and the model atmospheres and synthetic spectra used for this study in § 2.4. Our technique of analysis is presented in § 2.5, which addresses the problem of continuum setting in FUSE spectra and the presence of additional broadening in the observed line profiles. The abundances of heavy elements in our sample of pulsating stars and in our comparison sample are summarized in § 2.6, and our conclusions are presented in § 2.7.

2.3 Observations

2.3.1 The FUSE Spectra

Spectroscopic observations of our program objects, five long-period pulsators, were obtained with the FUSE satellite. The prototype had been observed during Cycle 2 (program B054), while the others are all Cycle 5 observations within program E122. In addition, additional data to construct a comparison sample of constant stars (four objects) and of the V361 Hya variable (one single object) were secured from the MAST archives. All FUSE observations cover the wavelength range 905–1187 Å at a resolution $R = \lambda/\Delta\lambda \simeq 18,000$. A detailed description of the FUSE instruments and its performance can be found in Moos (et al. 2000) and Sahnou (et al. 2000). Save for one object (PG 0101+039) which was observed with the medium-resolution aperture (MDRS: 4×20 arcsec, 85% throughput), all other program objects were observed with the large resolution aperture (LWRS: 30×30 arcsec, 100% throughput). The data on PG 0101+039 are also the only set to be recorded in histogram (HIST) mode instead of in time-tag (TTAG) mode. Table 2.1 compiles relevant details of the observation of our five target stars.

The reduction of all spectra was carried out with the CALFUSE pipeline version 3.0.8. This program provides wavelength-calibrated and flux-calibrated spectra in FITS binary table file form, regrouped by individual exposure and by channel. The last step is to co-add the individual exposures after cross-correlating them. The correction associated with wavelength shifts was carried out by using photospheric lines. Figure 2.1 shows the spectra of the five PG 1716+426 stars analyzed here, while Figure 2.2 displays the five comparison stars using the same format. Note that the spectrum of the program object PG 1338+481 does not include the LiF2A segment. This has forced us to work with the LiF1B channel (plotted in Figure 2.1) only, a channel that includes a notable flux drop around 1150 Å, the “worm”, which originates in an obstruction caused by grid wires placed 6 mm above the microchannels plate detector. Up to 40 % of the light can be lost through this defect.

2.4 Synthetic Spectra

2.4.1 Atmospheric Parameters

The atmospheric parameters of the long-period sdB pulsators were taken from the ongoing large-scale investigation of Green et al. (2006). A progress report can be found in Fontaine et al. (2006b). These parameters are based on medium-resolution optical spectra secured since 1996 at the Multiple Mirror Telescope using the MMT blue spectrograph. The spectra are then analyzed in a homogeneous manner with the standard line fitting method (Bergeron et al. 1992). For the hydrogen-rich subdwarfs, both the Balmer lines and the He I transitions are fit with line-blanketed LTE and NLTE model atmospheres that include hydrogen and helium. Line blanketing by heavy elements in the model atmosphere analysis is omitted since the abundances of heavy elements are not fixed *a priori* and are known to vary from one sdB to another. Because our analysis is, in great part, a comparative one between two sets of objects (the PG 1716+426 stars *vs.* the constant and V361 Hya variables) analyzed in a consistent manner, we take advantage the homogeneity afforded by the Green et al. (2006) investigation. The atmospheric parameters we adopt for the set of five PG 1716+426 stars are given in Table 2.2, while those that characterize our reference sample are given in Table 2.3. Note that we provide estimates of the atmospheric parameters for both NLTE fits (upper line) and LTE fits (lower line) in these tables. Typical internal errors in the fits are of the order of ± 300 K in T_{eff} and ± 0.03 in $\log g$. These lead to uncertainties in the derived abundances of generally less than 0.1 dex. Systematic errors associated with the continuum setting procedure and with the particular choice of model atmospheres used in the analysis of Green et al. (2006) are undoubtedly larger, however (see below).

Two PG 1716+426 stars, the prototype and PG 1627+017, had previously been observed by Morales-Rueda et al. (2003) with the Intermediate Dispersion Spectrograph at the 2.5-m Isaac Newton Telescope at a resolution comparable to that of the MMT data, and their parameters are included in Table 2.2. The differences in the derived atmospheric parameters between the two analyses assuredly reflect the different assumptions used in the construction of the models. While Morales-Rueda et al. (2003) use LTE models with solar abundances of

heavy elements, the grids used by Green et al. (2006) make use of both LTE and NLTE models with a composition of hydrogen and helium only (see also For et al. 2006). It is interesting to point out that the H/He NLTE parameters are found between the LTE values based on models with solar abundances and those based on models with no heavy elements. We adopt the NLTE parameters in our analysis.

For the parameters (Table 2.3) of the comparison stars, we list the Green et al. (2006) values if the star is part of the MMT sample (this is the case for HD 4539, Feige 48 and PG 1710+490), as well as those determined in other recent studies. Despite various differences in the level of sophistication of the models atmosphere calculations used, no significant disparity is observed between the Green et al. (2006) results and those from other investigations, at least for the objects belonging to our reference sample.

2.4.2 Model Atmospheres and Synthetic Spectra

After securing the atmospheric parameters, we use a slightly updated version 200 of TLUSTY (Hubeny & Lanz 1995), as well as SYNSPEC version 48 (Lanz 2004), to generate model atmospheres and synthetic spectra. All models are calculated within the LTE assumption, with hydrogen and helium as the only opacity sources. In the synthetic spectra, the contribution of the heavy elements to the opacity is fully accounted for. The choice of LTE instead of NLTE models is justified for reasons of simplicity and by the fact that this investigation is first and foremost a comparative study of the abundance pattern in two subgroups of cool sdB stars.

2.4.3 Defining the Ultraviolet Continuum

Work on sdB stars in the far-ultraviolet (FUV) range presents a particular challenge, as this region is generally very crowded (e.g., Ohl et al. 2000). This makes the placement of the continuum a particularly hazardous procedure, as a large fraction of the “noise” seen in FUSE spectra may be attributed to unresolved blends (e.g., Pereira et al. 2006). This, in turn, may contribute to increasing the systematic error on the abundance of heavy elements as compared to other determinations not affected by this crowding, as is the case in the optical or in the

near-ultraviolet (NUV), for example (see, e.g., the comparison in the case of PG 1219+534 in Figure 3 of O’Toole & Heber 2006).

The problem of setting the continuum is particularly relevant here because our analysis is of a comparative nature, in that it attempts to highlight the differences (or absence thereof) in chemical abundances between two subgroups of objects. Furthermore, the hydrogen-rich subdwarfs do not form a homogeneous class with respect to abundances, and disparities in the richness of the line spectrum in the FUSE range are not uncommon. In addition, for a given object, the line density and flux level can also vary significantly across the spectrum. For all these reasons, a consistent and robust procedure of definition of the continuum appears essential.

Two procedures have recently been discussed to try to circumvent the problems posed by the setting of the continuum. Both make use of information available outside of the FUSE range. Deetjen (2000) combines FUV data in the 912-2000 Å range from ORFEUS II echelle observations and NUV data in the 2000-3400 Å range from the IUE archives. The normalization of the reddened synthetic fluxes is then based on the range just above 3000 Å, and thus altogether avoids the region crowded with lines of heavy elements in the FUV part. A different procedure was used by Pereira et al. (2006), who derive atmospheric parameters in the visible part of the spectrum, and subsequently normalize their theoretical fluxes at the y magnitude. In both cases, the normalized model spectrum defines a local continuum close to the upper envelope of the numerous lines, higher than it would be set were the structure of the ultraviolet fluxes interpreted as “noise”.

The procedure we have devised in the present investigation relies exclusively on information within the FUSE range. We define first a region 10 Å to 20 Å wide within which the continuum level has to be determined and smooth the spectrum in that region. We then define a threshold – typically two-thirds of the maximum flux level within the region – below which data points will be subsequently ignored. The remaining fluxes are then averaged, and the continuum level is set by multiplying the average by a fixed factor, f . Numerous experiments with various objects and spectral regions show that a value of $f \sim 1.20$ provides a reasonably satisfactory continuum level for the FUSE spectra we examined. The procedure is illustrated in Figure

2.3 in the case of the silicon abundance in PG 1716+426.

2.5 Method of Analysis

2.5.1 Technique of Analysis

The abundances are based on a χ^2 minimization technique which relies on the continuum setting procedure described in the preceding section. Individual regions, typically 10-20 Å wide, are chosen so that the blending of the lines of interest with unresolved transitions is minimized. We use the Kurucz line lists (Kurucz & Bell 1995) to construct our synthetic spectra. Within each region, we first apply a wavelength shift to bring the observed spectrum in line with the laboratory one. The abundances of individual elements are then determined one at a time, a procedure that permits an immediate visualization of the effect of the element on the continuum. The internal consistency of the abundances determined is improved when two channels cover the same wavelength region. When small discrepancies arise between the abundances determined from different lines associated with a given ionization state, we favor - quite reasonably - the strong unblended transitions located in spectral regions characterized by good S/N ratio. Overall, given the homogeneity of the objects analyzed, we did end up analyzing the same lines from one star to the next. We list in Table 2.4 and Table 2.5 the principal lines used in this analysis. These lists are similar to those used by Fontaine et al. (2006a).

A typical result of the spectral synthesis achievable in PG 1716+426 stars with the element abundances we determine is shown in Figure 2.4. It features the 1062-1074 Å region in PG 1338+481.

2.5.2 Microturbulent and Rotational Broadening

Several studies suggest that microturbulent broadening is not important in hot B subdwarfs, with inferred velocities generally below 2 km s^{-1} (see, most recently, Edelmann 2003; O'Toole & Heber 2006). On that basis, we have opted not to include this broadening mechanism in our synthetic spectra. In contrast, the role of rotational broadening in the fitting

of lines of heavy elements in hot B subdwarfs might be more important, given that four of our five PG 1716+426 stars are in close binary systems, paired with a white dwarf: PG 1627+017 (20 hr-period; For et al. 2006; Morales-Rueda et al. 2003); PG 1716+426 (43 hr-period; Morales-Rueda et al. 2003); PG 0101+039 (14 hr-period; Moran et al. 1999); and PHL 457 (≤ 2.4 day-period; Edelmann et al. 2006b). Hot B subdwarfs in binary systems can be characterized by measurable rotational velocities, and even be tidally locked (Napiwotzki et al. 2001) if they are close enough, as the rapidly rotating ($v \sin i = 97 \pm 9 \text{ km s}^{-1}$) star KPD 1930-2752 (Geier et al. 2006) attests. Since the majority of sdB binaries have significantly longer periods, perhaps a more typical situation would be those of PG 1627+017 and Feige 48, for which the assumption of tidal locking suggests a rotational velocity of 15.5 km s^{-1} and of 26.9 km s^{-1} , respectively (For et al. 2006; O'Toole et al. 2004a). Because of this, it may be necessary to include rotational broadening in our synthetic spectra when it is deemed that additional broadening is required to match the observed lines.

This is the case, for example, for PHL 457, one of our target stars. Our preliminary fits suggest that a projected rotational velocity of the order of 20 km s^{-1} is required to match the line widths. The inclusion of a velocity of this order improves the overall quality of the fit, but changes the abundances by only ~ 0.2 dex compared to our fits without rotation. For the other stars, projected rotational velocities of the order of $5 - 10 \text{ km s}^{-1}$ lead to small improvements in the quality of the fits, and could very well have been included in our analysis. This being said, it is clear that the determination of rotational velocities in hot B subdwarfs (see, e.g., Edelmann et al. 2006a) deserves to be examined as a separate issue and we will return to this topic in a separate paper. For the present investigation, we simply list, in Table 6, the abundance values secured with no rotation velocity. The same situation prevails in the case of the reference stars; there, however, we must point out that the quality of our fits to Feige 48, our reference V361 Hya star and a short-period binary sdB (O'Toole et al. 2004a), is also improved by including a small additional broadening, amounting to $v \sin i \sim 20 \text{ km s}^{-1}$. We are aware that, for this object, Heber et al. (2000) and O'Toole & Heber (2006) constrain the projected rotational velocity to $v \sin i \leq 5 \text{ km s}^{-1}$, on the basis of the narrow lines observed in the optical and in STIS spectra in the 1160-2300 Å range. For pulsating stars, it is possible

that the surface motions associated with the pulsations, rather than rotation, might contribute to the observed line broadening, as suggested by Kuassivi et al. (2005) for the large-amplitude (~ 0.25 mag) V361 Hya variable PG 1605+072.

2.5.3 Sources of Error

Three types of errors affect our abundance determinations: those associated with the determinations by Green et al. (2006) of the atmospheric parameters (T_{eff} , $\log g$, and $\log N(\text{He})/N(\text{H})$), those associated with our fitting technique (setting of the continuum, handling of blends, etc), and finally those associated with the input physics used in the calculation of the model atmospheres and synthetic spectra.

The first of these has already been discussed in § 2.4. There, an uncertainty of less than 0.1 dex has been assigned to the determination of the atmospheric parameters within the Green et al. (2006) model grid. The uncertainty is likely to be somewhat larger if one includes the systematic effects associated with the inclusion or omission of line blanketing by heavy elements in the model atmosphere. We note, in this respect, that the Morales-Rueda et al. (2003) models make use of solar abundances of heavy elements, abundances that overestimate by a considerable margin those determined here. For this component, then, we adopt a 0.2 dex uncertainty.

A further error comes from the part of the analysis which deals specifically with the placement of the continuum. We show, in Figure 2.5, the performance of our technique on a synthetic spectrum to which we have added an increasingly larger noise level so as to simulate a FUSE spectrum. The nominal abundances included in the calculation of the synthetic spectrum are solar, except for iron for which we use $\log N(\text{Fe})/N(\text{H}) = -4.2$. Our continuum setting technique in the 1116–1133 Å region permits us to recover the input iron abundance to within 0.2 dex for S/N ratios as low as 5, and within 0.3 dex for a S/N ratio of ~ 3 .

All in all, thus, we estimate the uncertainty linked with the setting of the continuum to be of the order of 0.2 – 0.3 dex on the basis of the numerous experiments we carried out in our attempts to devise a robust and consistent method to define the continuum in our spectra. It is clear, however, that the continuum setting procedure remains the Achilles heel of any

abundance analysis that must rely on weak lines (like those of the iron-peak elements) in heavily blanketed spectra (like the FUSE spectra of sdB stars). While the comparison of the preliminary abundances of Blanchette et al. (2006) with the final values given here provides a sobering reminder of this state of affair, we believe that our continuum setting procedure now provides us with a robust and consistent way to define the continuum in the FUSE spectra of PG 1716+426 stars.

With the continuum defined by a consistent and robust method, additional uncertainties arise from the χ^2 technique itself. Depending on the intensity and the S/N ratio of the lines observed, the weight associated with the core or the wings of the lines can give rise to an additional ± 0.1 dex uncertainty. Blends arising from ISM lines or from unidentified photospheric transitions may also be present, but can generally be avoided by choosing to emphasize spectral windows relatively free from contamination. We note that the use of alternative ways to set the continuum, and even of spectral regions beyond the FUSE range, may lead to different abundances, but will affect to a less extent those conclusions which rely on a relative determination of abundances in two distinct samples.

The third component to the errors is associated with the physics included in our models. Microturbulent broadening is consistently small in these objects, but a maximum uncertainty of ± 0.2 dex is still associated with the additional broadening required in the specific case of PHL 457. Additional uncertainties are associated with possible NLTE effects in the line transfer (which may show up in the abundances we determine being sensitive to the particular ionization state chosen) and with the atomic data used in SYNSPEC (especially the $\log gf$ values) which become more uncertain as the excitation energy of the levels increase. For this component, thus, we adopt a 0.3 dex uncertainty, while keeping in mind that this estimate is perhaps too generous for those objects which show little trace of additional broadening. Overall, thus, we find that a combined uncertainty of the order of $\pm 0.4 - 0.5$ dex appears representative of our analysis.

2.6 Determination of Element Abundances

2.6.1 The Light Elements

Let us first compare the abundances of light elements amongst the PG 1716+426 stars. They are summarized in Table 2.6 and in Figure 2.6. From carbon to argon, all five PG 1716+426 stars exhibit similar trends, and these results are generally in line with those from past investigations (see, e.g., Lamontagne et al. 1985; Heber et al. 2000; Ohl et al. 2000; Edelmann 2003; Edelmann et al. 2003; O’Toole & Heber 2006): abundances close to the solar value for N; slight underabundances for S, perhaps not as marked as those found by Edelmann (2003); underabundances for the elements C, Si, P, and Cl. For Ar, we can only provide upper limits, since our determination is based on a single line which appears blended with a H_2 line from the ISM. This is especially evident in PG 1627+017 where the ISM contamination involves a strong saturated line right on top of the Ar line. We consequently refrain from estimating the Ar abundance in that object. Most of the limits – save that assigned to PG 0101+039 – suggest an Ar deficiency. This contrasts with the result of Edelmann (2003), who generally finds Ar enrichment in his sample.

Our sample of comparison stars was analyzed in a similar way. Because the objects it contains cover roughly the same range in effective temperature as the PG 1716+426 stars, there are no theoretical reasons to expect differences between the average abundances of light elements in the two samples and this is indeed what we find. In particular, the FUSE-based upper limits are consistent with an Ar abundance at or below the solar value while, for example, Edelmann (2003) find Ar enrichment by a factor ~ 3 in the normal sdB stars Feige 65 ($T_{\text{eff}} = 23,900$ K) and Feige 36 ($T_{\text{eff}} = 29,700$ K).

2.6.2 Iron-Peak Elements

Because the driving of the non-radial pulsations observed in the PG 1716+426 (as well as in the V361 Hya) stars is thought to be intimately related to the presence of a levitating reservoir of iron-peak elements in the envelope of these stars, the observation of strong abundance anomalies in the PG 1716+426 stars as a whole, as well as that of systematic differences

between the abundances in PG 1716+426 stars and in constant stars, might yield interesting constraints on current non-adiabatic models. This has been the hope and motivating force behind this investigation. However, as indicated above, it may also be the case that the *atmospheric* abundances have little to reveal about the abundances of the iron-peak elements in the driving region because of the blurring effects of diffusion. Let us discuss then our main results.

We find here that the long-period variables are characterized, as a group, by very homogeneous abundances of the iron-peak elements V, Cr, Mn, Fe, Co, and Ni, which all tend to be in their doubly-ionized state. For V, for which upper limits only are available, the average value of this limit is a factor ~ 15 above the solar value ($\log N(\text{V})/N(\text{H}) = -8.0$) and little can be said about a potential abundance anomaly for that element. For Cr, Mn, Fe, and Co the average abundances determined in the sample are, respectively, $\log N(\text{Cr})/N(\text{H}) = -6.0$; $\log N(\text{Mn})/N(\text{H}) = -6.2$; $\log N(\text{Fe})/N(\text{H}) = -4.2$; $\log N(\text{Co})/N(\text{H}) = -6.4$. These abundances are, respectively, +0.4, +0.4, +0.4, and +0.7 dex *above* the solar value. In other words, an average overabundance is noted with respect to the solar value, by factors ranging from 2.5 for Cr, Mn, and Fe to 5 for Co. The abundance of Ni appears less homogeneous: four stars, PG 1716+426, PG 0101+039, PG 1338+481, and PHL 457, display significant underabundances with respect to the solar value, by -1.7 dex on the average, while the fifth object, the cool star PG 1627+017, exhibits a significant overabundance, by a factor ~ 40 , with respect to the Sun. The strongest Ni lines available, around 979.5 Å, are contaminated with iron and chromium transitions, and are also located in the wings of strong nitrogen lines. Given that O'Toole & Heber (2006) have observed generally larger Ni abundances in the NUV, it is possible that the crowding observed in the FUSE spectra might play a role in accounting for the spread we observe and for a larger systematic difference in the abundance of that element.

The second interesting aspect of our investigation resides with the abundance determinations in the reference sample. We refrain from giving a full list individual values here, as the reference sample is included in the detailed analysis of Fontaine et al. (2006a). Thus, we simply refer here to average values for this sample. Let us consider the four constant stars first. For vanadium, we again find only upper limits and the average value of this limit is +0.3

dex above that of the PG 1716+426 stars. For Cr, Mn, and Fe the average abundances in the constant stars differ by, respectively, -0.1 , 0.0 , and -0.2 from their counterparts in the PG 1716+426 stars. For cobalt, only upper limits are available in the constant stars, and the average value of these limits is $+0.6$ dex above the average abundance determined in the PG 1716+426 stars. For nickel, we secured measurements for only two of the four constant stars and the average is $+1.0$ dex above the average abundance in the PG 1716+426 stars. For the other two stars (HD 4539 and PG 0749+658, both plagued by inferior data), the upper limits secured are $+2.5$ dex above the average abundance determined in the long-period variables. The overall impression, thus, is that the constant stars do not exhibit abundances of iron-peak elements that differ significantly from those measured in the PG 1716+426 stars. In the few cases where one has to compose with upper limits (Co, Ni), the abundances in the constant stars could equally well be higher or lower than in the PG 1716+426 stars. Only in the case of V is the possibility excluded that the average abundance in the constant stars be larger than that in the PG 1716+426 stars. In the case of our lone V361 Hya pulsator, Feige 48, the Cr, Mn, and Fe abundances are within 0.3 dex not only from the average abundance of the same element in the PG 1716+426 stars but also from the average abundances determined in the constant stars. The end result is that there does not appear to be essential differences in the atmospheric abundances of the iron-peak elements between pulsators and non-pulsators alike. We are thus unable to identify a spectroscopic signature which would allow a distinction between those two types of stars to be made.

According to the thinking of Fontaine et al. (2006b), in a constant cool B subdwarf, Fe could be overabundant or underabundant with respect to, or even at, the solar value, while a pulsator is likely to be characterized by an enhanced value of the abundance of that element. Quantitatively, their discussion suggests that the driving of pulsations will be favored for surface iron abundances roughly above 1.5-10 times the solar value. If we were to take these numbers at face value, then we could argue that the overabundance factor appears only marginally consistent with the theoretical requirements expressed by Fontaine et al. (2006b) given that only a slight overabundance of iron-peak elements is observed in the FUSE spectra. However, the theoretical expectations are quite specific to the one model they investigated,

i.e., one with $M = 0.5 M_{\odot}$, $\log g = 5.5$, $T_{\text{eff}} = 30,000$ K, with a wind mass loss rate of $6 \times 10^{-15} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. A detailed exploration of the parameter space seems clearly warranted, but has yet to be performed. At this stage, thus, we can only conclude that, while the present analysis does not provide strong support for the views expressed by Fontaine et al. (2006b), it is not inconsistent with such a scenario. In particular, the wind model discussed by Fontaine et al. (2006b) does imply the presence of iron-peak elements at detectable levels in the atmospheres of pulsating sdB stars. This is what was found here.

From a broader perspective, the interplay between the abundance of iron-peak elements, the location of the reservoir, the age of the star, and the mass-loss rate appears so complex (Chayer et al. 2004; Fontaine et al. 2006b) that it may unfortunately not be possible to distinguish, in the end, constant stars from PG 1716+426 or V361 Hya variables on the sole basis of their *atmospheric* abundances of iron-peak elements.

2.6.3 Elements Beyond the Iron Group

Given the recent discovery of elements beyond the iron peak in both white dwarfs (Vennes et al. 2005; Chayer et al. 2005) and hydrogen-rich hot subdwarfs (O'Toole 2004; O'Toole & Heber 2006; Chayer et al. 2006), we have searched for these elements in our sample of PG 1716+426 stars. In general, the abundance of the heavy elements germanium, zirconium, tin and lead are fixed by a few lines only, sometimes even by a single line, and blending with Fe, Cr, and Mn is also possible. This is the case, for example, for Zr IV and Sn II which require special care.

Let us consider first the case of Zr IV. To be able to use the resonance transition at 1183.937 Å, Chayer et al. (2006) had to estimate its oscillator strength by matching the Zr abundance derived for Feige 48 both from FUSE and from longer-wavelength STIS data (specifically, the 1790.113 Å and 1793.523 Å transitions). We use the gf value determined by Chayer et al. (2006) here as well. In addition, we have modified SYNSPEC 48 to generate synthetic spectra associated with elements of atomic number larger than 28 and with ionization stages ≥ 3 . For Zr IV, the partition function is simply estimated from its first term, $U = 2j + 1 = 4$. Because of this, the Zr abundances are likely to be somewhat more uncertain than those of lighter

elements. For Sn II, the strongest lines available, albeit not that strong, are all blended with other transitions and can only be used to set upper limits on the abundance.

The cases of Ge III and Pb III are more conventional, as the lines involved are *a priori* isolated. The fundamental transition at 1088 Å for Ge III and the one at 1048.877 Å for Pb III yield, for the majority of objects, a good indication of the abundance, even though we are dealing, in each case, with a single line from one ion. The abundances of these elements in the sample of PG 1716+426 stars are also summarized in Table 2.6 and in Figure 2.6. They follow the general trends already found by O’Toole & Heber (2006) and Chayer et al. (2006), namely a strong overabundance of these very heavy elements in the photospheres of subdwarf B stars.

2.7 Summary and Conclusion

In this paper, we compared the photospheric abundances in five long-period pulsating sdB stars with those encountered in a sample of reference objects that includes one short-period V361 Hya star and four constant stars. The aim was to test the ideas that long-period variables and constant stars might be distinguishable on the basis of photospheric abundances, and that a weak stellar wind could play a central role in the evolution of the pulsations of sdB stars, through the depletion of the reservoir of iron-peak elements responsible for the driving of the pulsations. Special care was taken to ensure the homogeneity of the analysis, both in the source of data used and in the technique of analysis. This is particularly important in this case, as abundance determinations of heavy elements in hot B subdwarfs still display small systematic differences which may result from the different data sets (STIS *vs.* FUSE) and analysis techniques (e.g., the continuum setting procedure, which appears easier in STIS data than in FUSE data) used.

We find no significant differences in the abundances of the important iron-peak elements between the long-period variables and the reference sample. This is in line with the preliminary results of O’Toole et al. (2004b) and O’Toole & Heber (2006), who investigated V361 Hya stars only. In addition, the observed enhancements of iron-peak elements found in the PG 1716+426 stars are quite modest, except perhaps for Co where the overabundance appears

more spectacular. With a proper allowance for systematic errors, our results are not inconsistent with the general picture outlined by Fontaine et al. (2006b) on the basis of a calculation that follows in some detail the emptying of the iron reservoir through wind mass-loss. The calculations follow the abundance of iron during $\sim 10^8$ yrs, the typical lifetime on the EHB. The prediction, made on the basis of a single mass loss rate of $\dot{M} = 6 \times 10^{-15} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ and for typical values of $M = 0.5 M_{\odot}$, $\log g = 5.5$, $T_{\text{eff}} = 30,000$ K, is that pulsators should show some photospheric Fe enhancement — by factors of at least 3 to 4, while constant stars could be characterized by depleted, normal, or enhanced abundances. While formally consistent with these very general expectations, our results do not provide overwhelming support for this picture either. Given the expected sensitivity of the predicted envelope abundances to atmospheric parameters, wind mass loss rate and stellar age, much work remains to be done before this issue gets resolved. In the end, it could very well be the case that what we aimed for, that is a spectroscopic signature that would discriminate between pulsators and non-pulsators, simply does not exist, and that the observed atmospheric abundances may reveal very little sign of the expected overabundances of iron-peak elements deep in the driving region.

2.8 Acknowledgements

This work was supported in part by the NSERC of Canada and by the FUSE Project funded by NASA contract NAS5-32985. G.F. also acknowledges the contribution of the Canada Research Chair Program.

2.9 Tables

TABLEAU 2.1 – Summary of the FUSE observations

Target	V	Program ID Data set	Data acquisition mode	Number of exposures	Exposures time (sec)
PG 1627+017	12.93 ^a	E1220901	TTAG	2	2549
PG 1716+426	13.97 ^a	B0541301	TTAG	5	6074
PG 0101+039	12.06	E1220101	HIST	4	1486
PG 1338+481	13.64 ^a	E1220501	TTAG	7	14106
PHL 457	12.95	E1221201	TTAG	9	10143

^aStrömgren y magnitude from Wesemael et al. (1992)

TABLEAU 2.2 – Atmospheric parameters of pulsating sdB stars

Name	T_{eff} (10^3 K)	$\log g$ (cm s^{-2})	$\log(\text{He}/\text{H})$	Reference
PG 1627+017	23.7	5.3	−2.9	1
	24.1	5.4	−2.9	1
	21.6	5.1	−2.9	2
PG 1716+426	27.6	5.5	−2.9	1
	28.7	5.6	−2.8	1
	26.1	5.3	−2.9	2
PG 0101+039	28.1	5.5	−2.8	1
	29.1	5.7	−2.7	1
PG 1338+481	28.1	5.4	−2.9	1
	29.1	5.5	−2.8	1
PHL 457	28.2	5.5	−2.5	1
	29.3	5.6	−2.4	1

References. (1) Green et al. (2006) NLTE top line, LTE bottom line; (2) Morales-Rueda et al. (2003);

TABLEAU 2.3 – Atmospheric parameters of comparison sdB stars

Name	T_{eff} (10^3 K)	$\log g$ (cm s^{-2})	$\log(\text{He}/\text{H})$	Reference
HD 4539	23.9	5.2	−2.3	1
	24.1	5.3	−2.3	1
	25.0	5.4	−2.2	2
	24.8	5.4	...	3
	27.0	5.5	−2.3	4
	23.0	5.2	−2.3	5
PG 0749+658	24.6	5.5	−2.4	10
Feige 48	29.6	5.5	−3.0	1
	29.8	5.5	−2.9	1
	29.4	5.5	...	11
	29.5	5.5	−2.9	12
JL 236	29.9	5.7	−2.6	6
	28.3	5.5	−2.7	7
PG 1710+490	30.8	5.8	−2.4	1
	30.9	5.9	−2.4	1
	30.3	5.7	−2.2	6
	29.9	5.7	−2.2	4
	28.3	5.3	−2.7	8
	28.6	5.4	−2.5	9

References. (1) Green et al. (2006) NLTE top line, LTE bottom line; (2) Baschek et al. (1972); (3) Heber & Langhans (1986); (4) Saffer et al. (1994); (5) Edelmann (2003); (6) Fontaine et al. (2006a); (7) Heber (1986); (8) Moehler et al. (1990); (9) Theissen et al. (1995); (10) Ohl & Chayer (2006); (11) Chayer et al. (2003); (12) Heber et al. (2000);

Ion	Photospheric line (Å)	$\log(gf)$	E_l (cm^{-1})				
C III	1174.933	-0.468	52390.750	Si III	1108.358	-0.056	52724.691
	1175.263	-0.565	52367.060		1109.940	-0.186	52853.281
	1175.590	-0.690	52390.750		1109.970	0.294	52853.281
	1175.711	0.009	52447.110		1113.174	-1.356	53115.012
	1175.987	-0.565	52390.750		1113.204	-0.186	53115.012
	1176.370	-0.468	52447.110		1113.230	0.564	53115.012
N II	1083.990	-0.939	0.000	Si IV	1122.485	0.220	71287.539
	1084.562	-1.070	48.700		1128.325	-0.480	71748.641
	1084.580	-0.588	48.700		1128.340	0.470	71748.641
	1085.529	-2.259	130.800	P III	998.000	-0.620	0.000
	1085.546	-1.078	130.800		1003.600	-0.400	559.140
	1085.701	-0.320	130.800	P IV	1118.552	-0.215	105190.422
N III	979.832	-0.293	101030.600	P V	1117.977	-0.010	0.000
	979.905	-0.099	101023.900	S IV	1062.678	-1.089	0.000
	991.511	-1.317	174.400		1073.528	-1.789	951.100
	991.577	-0.357	174.400	Cl III	1005.278	-0.420	0.000
	1183.032	-0.608	145875.700		1008.776	-0.120	0.000
	1184.514	-0.212	145985.800		1015.022	0.050	0.000
				Cl IV	1123.785	-0.020	13767.000
				Ar III	1002.097	-2.420	14010.000

TABLEAU 2.4 – List of the photospheric lines not belonging to elements of the iron peak (see next table) that were used to determine the atmospheric composition of the sdB targets from the FUSE spectra. We did not necessarily use all these lines in every case.

Ion	Photospheric line (Å)	$\log(gf)$	E_l (cm ⁻¹)				
V III	1149.945	0.068	583.800	Fe III	1061.244	-0.945	30725.801
	1151.293	-1.356	11966.300		1061.818	-1.445	30725.801
	1153.179	-0.385	0.000		1062.272	-1.412	30716.199
	1154.225	0.006	12187.000		1063.872	-0.443	30857.801
	1154.266	-1.054	583.800		1068.189	-0.891	24940.900
	1154.781	-0.947	341.500		1068.289	-0.775	50276.102
					1071.747	-0.959	24940.900
Cr III	1001.035	-0.367	20852.949		1120.247	-2.266	30716.199
	1061.032	-0.082	17396.920		1120.367	-2.260	30725.801
	1064.330	-0.279	18511.180		1122.526	-0.149	0.000
	1067.144	-0.611	25780.939		1123.830	-2.101	30716.199
	1068.400	0.452	26014.891		1124.881	-0.439	436.200
	1100.583	-0.428	20996.039		1125.621	-2.174	30857.801
	1101.243	-0.768	25726.439		1126.729	-0.868	738.900
	1102.871	-0.635	20703.641		1128.050	-0.739	436.200
	1103.622	-1.257	25780.939		1128.724	-0.646	738.900
	1104.443	-1.001	25848.311		1129.191	-0.760	932.400
	1104.690	-2.583	20852.949		1130.402	-1.113	1027.300
	1123.588	-1.003	27372.320		1131.195	-1.237	932.400
	1125.738	-0.866	20703.641		1131.915	-1.587	738.900
	1127.707	-0.218	43441.988		1141.272	-0.277	57221.699
	1132.746	-0.695	25138.869		1142.956	-0.646	30857.801
					1143.545	-1.741	30716.19
					1143.671	-0.968	30725.801
Mn III	1044.560	-1.018	42606.500	Co III	1043.243	-0.679	15428.200
	1044.619	-0.909	51059.699		1044.282	-0.645	15201.900
	1044.795	-0.624	41569.801		1050.579	-0.272	15201.900
	1045.977	-1.106	43668.840		1053.264	-0.696	15428.200
	1046.143	-0.925	51002.699	Ni III	979.589	-0.444	16661.600
	1052.712	-0.581	42606.500	Ge III	1088.463	0.264	0.000
	1073.115	-0.116	46670.699	Zr IV	1183.973	0.000	0.000
	1073.794	-0.193	46515.898	Sn II	1108.130	-0.599	0.000
	1111.104	-0.169	26851.100		1159.014	-1.394	0.000
	1112.278	-0.675	46515.898		1161.413	-0.356	4251.494
					1162.918	-1.319	4251.494
				Pb III	1048.877	0.114	0.000

TABLEAU 2.5 – Similar to table 2.4, but for iron-peak elements and beyond. Here again, we did not necessarily use all these lines in every case.

TABLEAU 2.6 – Observed abundances ($\log[(N(X)/N(H))]$), as determined from indicated ionisation level: Pulsating Stars

Ion	PG 1627+017	PG 1716+426	PG 0101+039	PG 1338+481	PHL 457
C III	-4.5	-4.8	-5.2	-4.9	-4.5
N III	-4.4	-4.3	-3.8	-4.6	-4.2
Si III	-5.2	-5.5	-5.4	-5.4	-5.3
Si IV	-4.9	-5.4	-5.5	-5.3	-5.3
P III	-7.5	-7.4	-8.3	-8.7	-8.2
P IV	<-7.5	<-7.2	<-7.0	<-7.0	<-7.2
P V	<-7.5	<-7.2	<-7.0	<-7.0	<-7.2
S IV	-4.7	-5.1	-5.2	-5.4	-5.3
Cl III	-8.0	-8.2	-7.9	<-7.1	-8.1
Cl IV	-8.3	<-8.6	<-8.6	-8.9	-9.1
Ar III		<-6.9	<-4.7	<-6.4	-7.4
V III	<-7.4	<-6.5	<-6.8	<-6.7	<-6.7
Cr III	-6.4	-5.9	-5.7	-6.1	-5.9
Mn III	-6.4	-6.3	-6.2	-6.3	-6.0
Fe III	-4.1	-4.0	-4.3	-4.3	-4.3
Co III	-6.2	-7.0	-6.3	-6.3	-6.2
Ni III	-4.2	-7.4	-7.1	-7.5	-7.8
Ge III	-8.4	-7.7	<-7.2	-8.6	<-8.2
Zr IV	<-7.7	-7.9	<-7.9	<-8.1	<-8.0
Sn II	<-6.9	<-5.4	<-4.9	<-5.0	<-7.1
Pb III	-8.5	<-8.8	-9.2	-9.3	-9.6

2.10 References

- Baschek, B., Sargent, W.L.W. & Searle, L. 1972, *ApJ*, 173, 611
- Bergeron, P., Saffer, R. A., & Liebert, J. 1992, *ApJ*, 394, 228
- Bergeron, P., Wesemael, F., Michaud, G., & Fontaine, G. 1988, *ApJ*, 332, 964
- Blanchette, J.-P., Chayer, P., Wesemael, F., Fontaine, G., Fontaine, M., Dupuis, J., Kruk, J.W., & Green, E.M. 2006, *Balt. A.*, 15, 301
- Charpinet, S., Fontaine, G., Brassard, P., & Dorman, B. 1996, *ApJ*, 471, L103
- Charpinet, S., Fontaine, G., Brassard, P., Rogers, F.J., Iglesias, C.A., Dorman, B. 1997, *ApJ*, 483, L123
- Charpinet, S., Fontaine, G., & Brassard, P. 2001, *PAPS*, 113, 775
- Chayer, P., Fontaine, G., Fontaine, M., Lamontagne, R., Wesemael, F., Dupuis, J., Heber, U., Napiwotzki, R. & Moehler, S. 2004, in *Extreme Horizontal Branch Stars and Related Objects*, ed. P.F.L. Maxted, *ApSS*, 291, 359
- Chayer, P., Green, E.M., Fontaine, G., & Saffer, R.A.. 2003, in *White Dwarfs*, ed. D. de Martino, R. Silvotti, J.-E. Solheim, & R. Kalytis (Dordrecht: Kluwer), p. 85.
- Chayer, P., et al. 2005, *ApJ*, 630, 169
- Chayer, P., Fontaine, M., Fontaine, G., Wesemael, F., & Dupuis, J. 2006, *Balt. A.*, 15, 131
- Deetjen, J.L. 2000, *AA*, 360, 281
- Dziembowski, W.A., & Pamyatnykh, A.A. 1993, *MNRAS*, 262, 204
- Edelmann, H., 2003, Ph.D. thesis, Universität Erlangen-Nürnberg
- Edelmann, H, Heber, U., Hagen, H.-J., Lemke, M., Dreizler, S., Napiwotki, R., & Engels, D. 2003, *AA*, 400, 939.
- Edelmann, H, Heber, U., Altmann, M., Karl, C., & Lisker, T. 2006a, *AA*, in press
- Edelmann, H, Heber, U., Napiwotzki, R. 2006b, *Balt. A.*, 15, 103
- Fontaine, G., Brassard, P., Charpinet, S., & Chayer, P. 2006c, *Mem.S.A.It.*, 77, 49
- Fontaine, G., & Chayer, P. 1997, in *The Third Conference on Faint Blue Stars*, e.d. A. G. D. Philip, J. Liebert, & R. A. Saffer (Schnectady: Davis Press), p. 169.

- Fontaine, G., Brassard, P., Charpinet, S., Green, E.M., Chayer, P., Billères, M., & Randall, S.K. 2003, *ApJ*, 597, 518
- Fontaine, M., Chayer, P., Wesemael, F., Lamontagne, R., Blanchette, J.-P., & Fontaine, G. 2006a, in preparation
- Fontaine, G., Green, E.M., Chayer, P., Brassard, P., Charpinet, S., & Randall, S.K. 2006b, *Balt. A.*, 15, 211
- For, B.-Q., Green, E.M., O'Donoghue, D., Kiss, L.L., Randall, S.K., Fontaine, G., Jacob, A.P., O'Toole, S.J., Hyde, E.A., & Bedding, T.R. 2006, *ApJ*, 642, 1117
- Geier, S., Heber, U., Przybilla, N., & Kudritzki, R.P. 2006, *Balt. A.*, 15, 243
- Green, E.M. et al. 2003, *ApJ*, 583, L31
- Green, E.M., Fontaine, G., & Chayer, P. 2006, in preparation
- Han, Z., Podsiadlowski, P., Maxted, P.F.L., & Marsh, T.R. 2002, *MNRAS*, 336, 449
- Han, Z., Podsiadlowski, P., Maxted, P.F.L., & Marsh, T.R. 2003, *MNRAS*, 341, 669
- Heber, U. 1986, *AA*, 155, 33
- Heber, U., & Langhans, G. 1986, in *New Insights in Astrophysics (ESA SP-263)*, ed. E.J. Rolfe (Noordwijk: ESA), 279
- Heber, U., Reid, I.N., & Werner, K. 2000, *AA*, 363, 198
- Hubeny, I., & Lanz, T. 1995, *ApJ*, 439, 875
- Kilkenny, D., Koen, C., O'Donoghue, D., Stobie, R.S. 1997, *MNRAS*, 285, 640
- Kuassivi, Bonanno, A., & Ferlet, R. 2005, *AA*, 442, 1015
- Kurucz, R.L., & Bell, B. 1995 CD-ROM 23, *ATLAS9 Stellar Atmospheres Program and 2 km/s Grid*, SAO, Cambridge
- Lamontagne, R., Wesemael, F., Fontaine, G., & Sion, E.M. 1985, *ApJ*, 299, 496.
- Lamontagne, R., Wesemael, F., & Fontaine, G. 1987, *ApJ*, 318, 844.
- Lanz, T. 2004, private communication
- Michaud, G., Bergeron, P., Wesemael, F., & Fontaine, G. 1985, *ApJ*, 299, 741

- Moehler, S., Heber, U., & de Boer, K. S. 1990, *A&A*, 239, 265
- Moos, H. W., et al. 2000, *ApJ*, 538, L1
- Morales-Rueda, L, Maxted, P.F.L., Marsh, T.R, North, R.C., & Heber, U. 2003, *MNRAS*, 338, 752
- Moran, C., Maxted, P.F.L., Marsh, T.R, Saffer, R.A., & Livio, M. 1999, *MNRAS*, 304, 535
- Napiwotzki, R. 1997, *AA*, 322, 256.
- Napiwotzki, R. et al. 2001, *AA*, 378, L17
- Ohl, R.G., Chayer, P., & Moos, H.W. 2000, *ApJ*, 538, L95
- Ohl, R.G. & Chayer, P. 2006, in preparation
- O'Toole, S.J. 2004, *AA*, 423, 250
- O'Toole, S.J., Heber, U., & Benjamin, R.A. 2004a, *AA*, 422, 1053
- O'Toole, S.J., et al. 2004b, in *Extreme Horizontal Branch Stars and Related Objects*, ed. P.F.L. Maxted, *ApSS*, 291, 427
- O'Toole, S.J. & Heber, U. 2006, *AA*, in press
- Pereira, C., Wesemael, F, & Bergeron, P. 2006, *Balt. A.*, 15, 123
- Saffer, R. A., Bergeron, P., Koester, D., & Liebert, J. 1994, *ApJ*, 432, 351
- Sahnov, D. J., et al. 2000, *ApJ*, 538, L7
- Sargent, W.L.W. & Searle, L. 1966, *ApJ*, 145, 652.
- Theissen, A., Moehler, S., Heber, U., Schmidt, J. H. K., & de Boer, K. S. 1995, *A&A*, 298, 577
- Unglaub, K., & Bues, I. 1998, *AA*, 338, 75
- Unglaub, K., & Bues, I. 2001, *AA*, 374, 570
- Vennes, S., Chayer, P., & Dupuis, J. 2005, *ApJ*, 622, 121
- Wesemael, F., Fontaine, G., Bergeron, P., Lamontagne, R., & Green, R.F. 1992, *AJ*, 104, 203

2.11 Figures

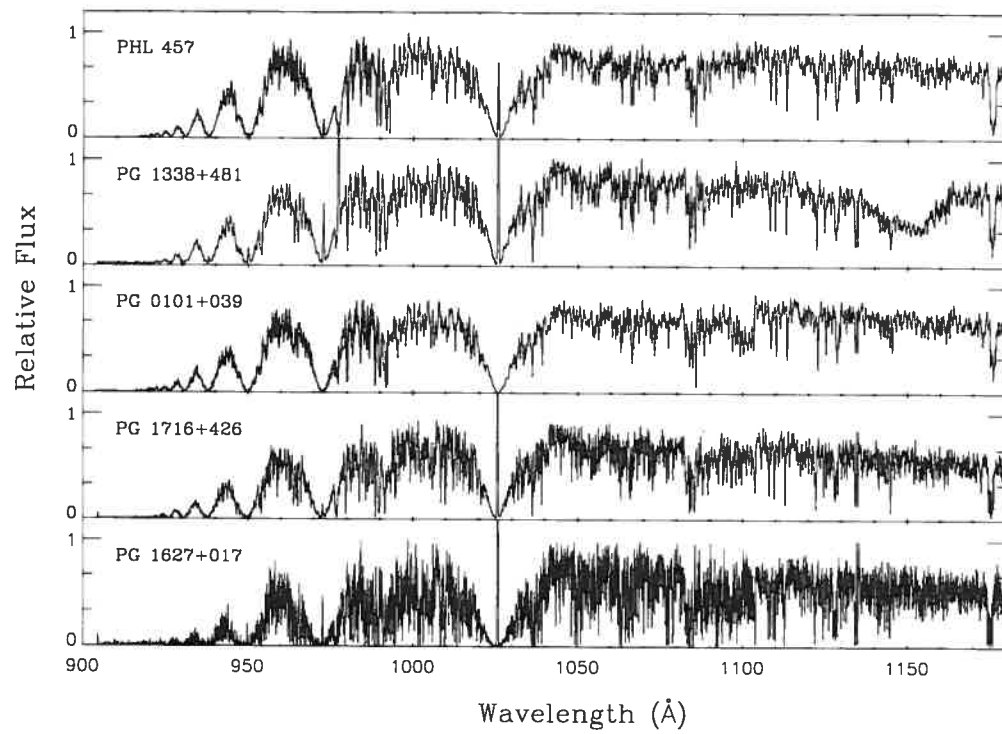


FIGURE 2.1 – FUSE spectra for the five pulsating stars

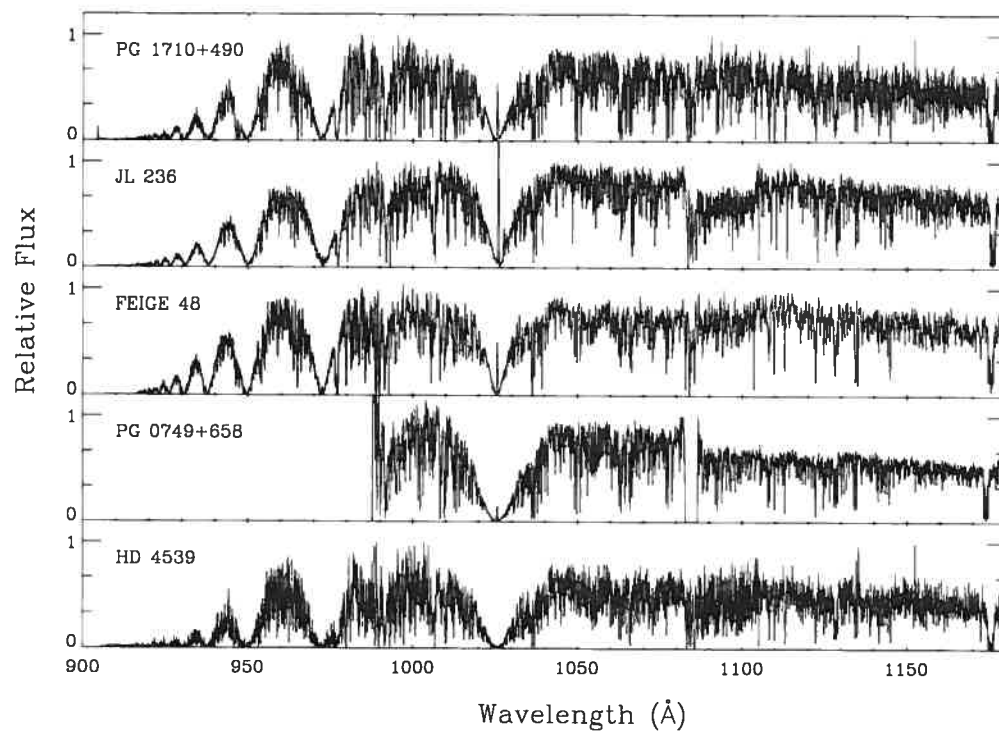


FIGURE 2.2 – FUSE spectra for the five comparison stars.

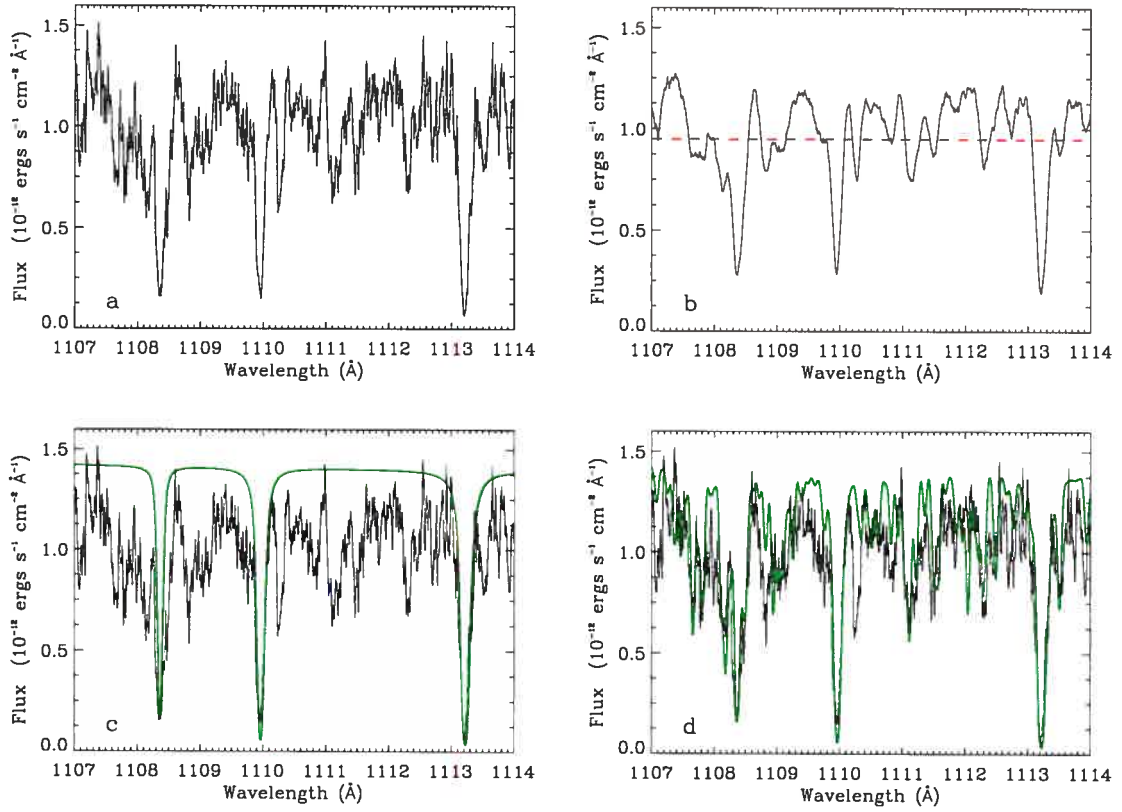


FIGURE 2.3 – The four steps involved in synthesizing a portion of FUSE spectrum. The region selected includes the strong Si III transitions between 1108.358 and 1113.230 Å. a) The FUSE LiF1b spectrum of PG 1716+426; b) The smoothing of the segment and the definition of the threshold level (dashed line) in that window; c) The synthetic spectrum generated by TLUSTY for Si only is normalized to the continuum level defined by the average flux of panel b) and the f factor (see text); d) Comparison of the full synthetic spectrum for that region, which includes the contribution of several atomic elements, with the observed spectrum. The continuum level is the same as in panel c).

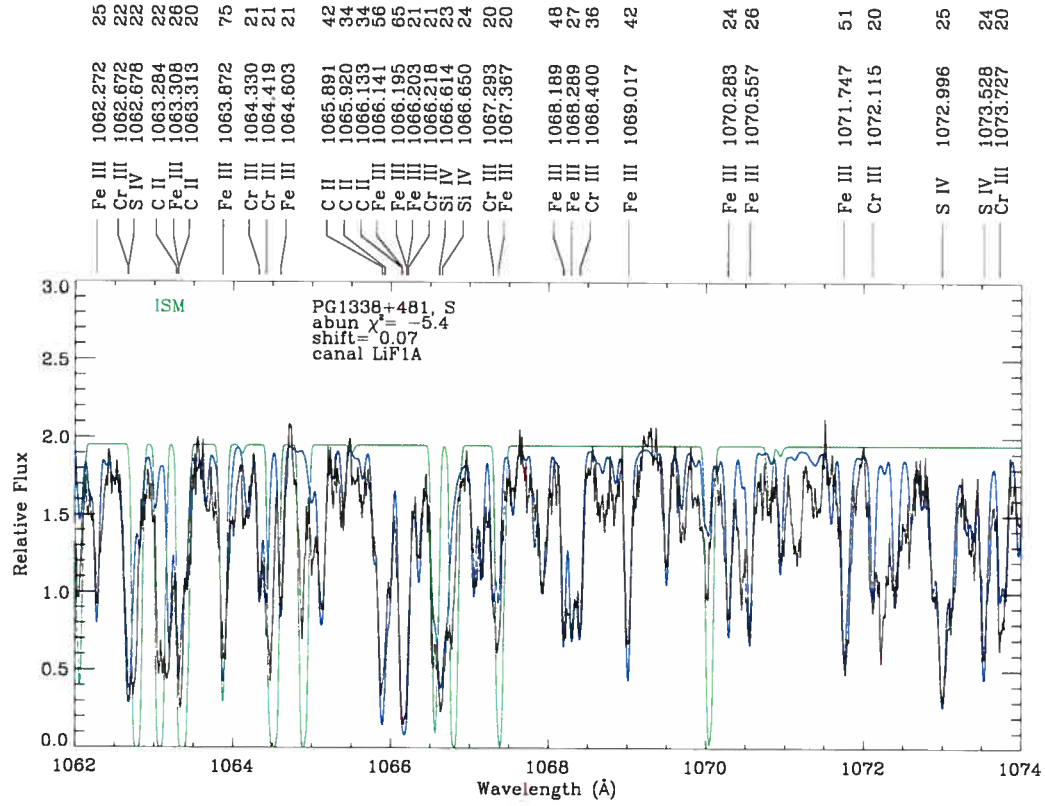


FIGURE 2.4 – A typical example of spectrum synthesis in PG 1338+039. The thicker line is the observed FUSE spectrum while the thin line is the result of our spectral synthesis. The second thin line that defines the continuum level highlights the absorption of the ISM..

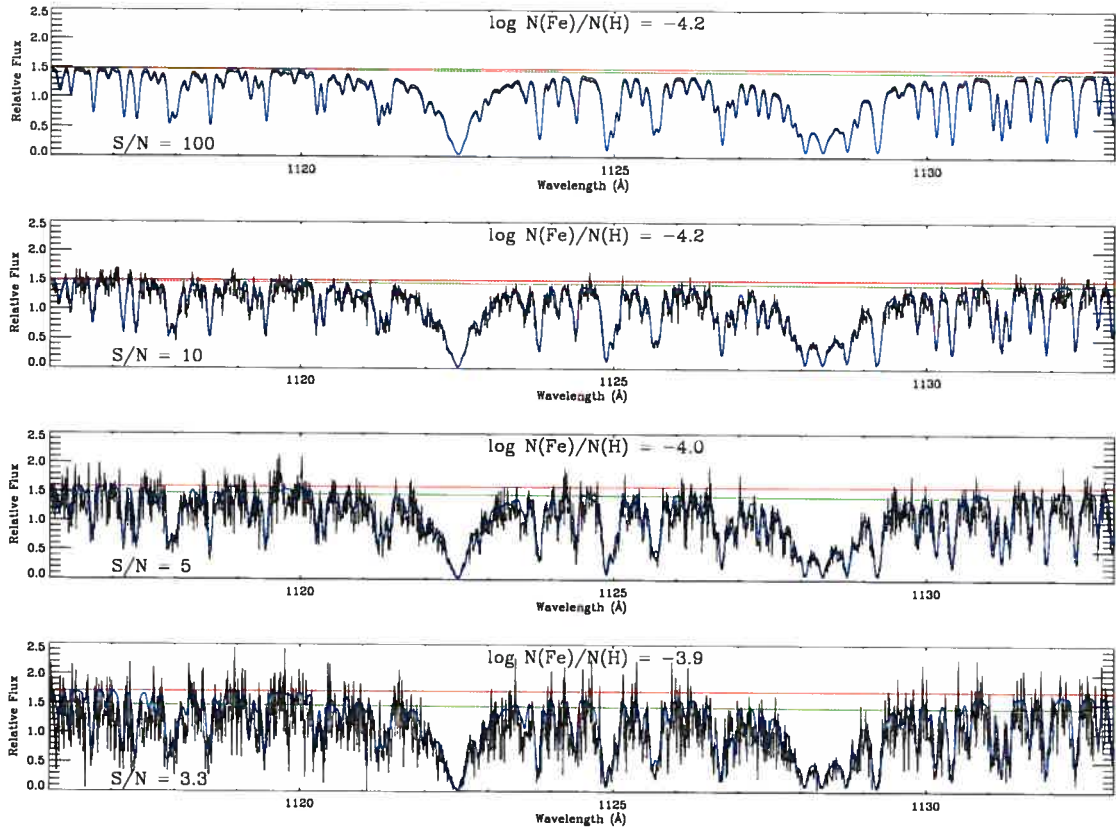


FIGURE 2.5 – A simulated FUSE spectrum obtained by including noise in a synthetic spectrum. The abundance that characterize the synthetic spectrum are solar, except for iron which is characterized by $\log N(\text{Fe})/N(\text{H}) = -4.2$. The S/N ratios are, from top to bottom, $S/N = 100$, 10, 5, and 3.3. The transitions analyzed in the 1116–1133 Å range displayed are the 1122.526, 1124.881, 1126.729, 1129.191, 1130.402 1131.195, and 1131.915 Å transitions of Fe III. In each case, two continuum levels are shown: that obtained from the SYNSPEC calculations (fixed bottom line) and that derived on the basis of our procedure of continuum setting (top line). We recover, on our basis of our procedure, the nominal iron abundance for S/N ratios above 10, fall within 0.1 dex for $S/N > 5$, and fall within 0.2 dex for $S/N > 3.3$.

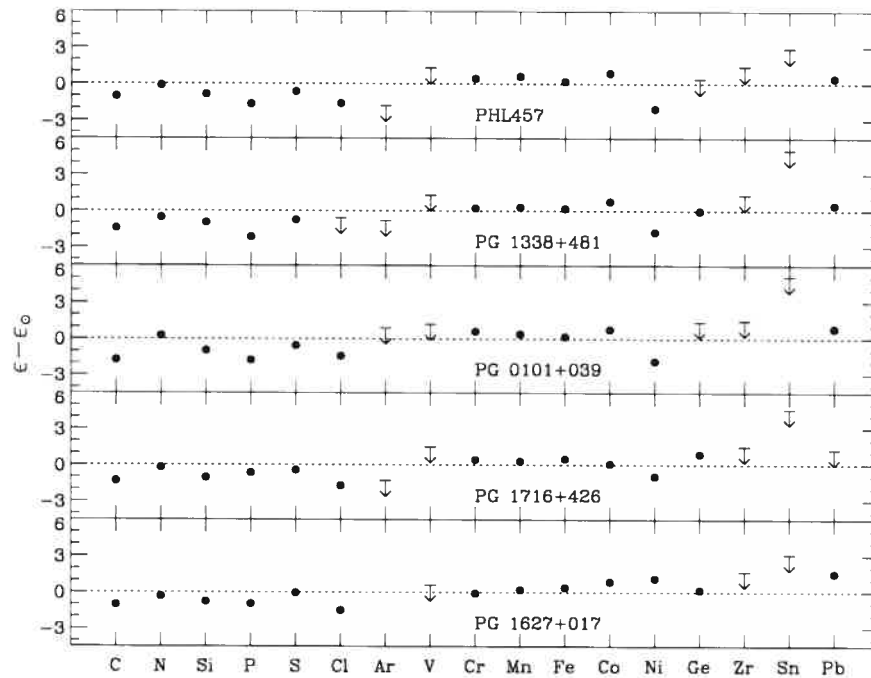


FIGURE 2.6 – Abundances in the five PG 1716+426 stars with respect to the solar abundance.

Chapitre 3

Conclusion

Dans un premier temps, nous avons déterminé l'abondance de divers éléments contenus dans l'atmosphère de cinq étoiles sdB pulsantes de longue période. La méthode utilisée consistait à superposer les données obtenues du satellite FUSE à des spectres synthétiques (Synspec version 48). Ces derniers étaient préalablement calculés à partir de modèles d'atmosphère (Tlusty version 200 légèrement modifiée) à l'équilibre thermodynamique local, où seuls l'hydrogène et l'hélium contribuent à l'opacité. En variant par la suite l'abondance des éléments plus lourds lors du calcul des profils de raies du spectre synthétique, et ce à l'aide d'un programme de minimisation de χ^2 , le meilleur accord possible était alors établi entre les données observationnelles et celles des modèles théoriques.

Il ressort de cette analyse entre pulsantes de longue période une grande homogénéité d'abondances photosphériques. Cette homogénéité couvre toute la gamme des éléments analysés et est le reflet des paramètres fondamentaux très similaires de notre échantillon de pulsateurs lents, exception faite d'une étoile plus froide que les autres PG 1716+426 d'environ 4 000 K. Les résultats obtenus sont en accord avec les études précédentes portant sur les abondances photosphériques des étoiles sdB. Nous retrouvons les mêmes tendances maintenant bien connues: la plupart des éléments allant du carbone à l'argon - excluant l'azote - se trouvent en moindre quantité que les abondances solaires. Les éléments les plus importants tels le carbone, le silicium et le soufre sont sous-abondants tandis que l'azote est généralement d'abondance solaire.

Bien qu'une partie de notre étude avait pour but l'analyse systématique de tous les éléments présents dans les spectres observationnels, son fondement prenait naissance à même les processus qui contrôlent les pulsations des étoiles sdB. Le principal but était de vérifier si nous pouvions distinguer une étoile pulsante d'une étoile non-pulsante sur la base de l'abondance photosphérique des éléments du pic du fer, et plus particulièrement du fer lui-même. Ce questionnement se basait en partie sur les résultats des récents modèles de diffusion (Chayer et al. 2004; Fontaine et al. 2006b) qui montrent qu'un faible vent stellaire contribut à vider le réservoir de fer de l'enveloppe, mettant ainsi fin au mécanisme d'opacité - ou mécanisme κ - responsable des pulsations de l'étoile. La question centrale à laquelle il fallait répondre était donc la suivante: le faible vent stellaire se reflète-t-il dans l'abondance photosphérique du fer, ou des éléments pic du fer, par une diminution de cette abondance chez les objets non-pulsants?

Utilisant la même technique d'analyse qu'avec les cinq objets pulsants, nous avons comparé les abondances caractérisant cet échantillon à celles associées à quatre étoiles sdB non-pulsantes et à une sdB pulsante de courte période. Pour pouvoir mener à bien la comparaison, seuls les objets ayant des paramètres fondamentaux similaires à ceux des étoiles sdB de longue période ont été considérés. De plus, sachant que les abondances photosphériques des étoiles de comparaison avaient déjà été analysées auparavant, ceci assurait une certaine cohérence et une validation de nos résultats.

Si nous comparons l'abondance des éléments légers (C, N, Si, P, S, Cl et Ar), nous ne trouvons pas de différences significatives entre les étoiles sdB pulsantes de longue période et leurs contreparties non-pulsantes, de même qu'entre les pulsantes de longue période et la pulsante de courte période. Les abondances suivent la tendance habituelle et précédemment discutée lors de la comparaison des pulsateurs lents. Pour ce qui est des éléments du pic du fer (V, Cr, Mn, Fe, Co et Ni), il ne fait aucun doute que leurs abondances sont, tout comme pour les éléments plus légers, pratiquement les mêmes chez les objets de comparaison que chez les étoiles sdB pulsantes de longue période. Le vanadium, le chrome, le manganèse, le fer et le cobalt forment généralement un groupe d'abondance légèrement sub-solaire. Par contre, le nickel est sous-abondant chez certaines étoiles et sur-abondant chez d'autres, et ce toutes

les classes confondues. Or, seules deux raies de nickel fortement contaminées par le fer et le chrome ont été prises en compte lors de l'analyse. Des investigations dans d'autres bandes de longueur d'ondes (eg., O'Toole & Heber 2006, dans l'ultraviolet proche) devraient permettre ultérieurement de mieux caractériser la tendance observée dans notre étude.

Que pouvons-nous conclure à la lumière de nos résultats en ce qui a trait au faible vent stellaire possiblement présent dans les étoiles sdB? Le récent modèle de diffusion du fer de Fontaine et al. (2006b) incluant un taux de perte de masse de $6 \times 10^{-15} M_{\odot}/\text{an}$ montre qu'une étoile sdB pulsante devait *nécessairement* avoir une abondance photosphérique de fer de type sur-solaire tout au long de sa phase de pulsations. Cette abondance photosphérique de fer peut varier de 1.5 à 10 fois l'abondance solaire au plus fort de sa concentration atmosphérique. Par contre, une étoile sdB non-pulsante peut être sur-abondante en fer entre $10^{7.06}$ et $10^{7.74}$ ans, et sous-abondante par la suite. Ce résultat est donc en accord avec nos observations bien que les quatre sdB non-pulsantes analysées ne montraient aucune sous-abondance photosphérique de fer, mais plutôt une légère sur-abondance pour trois objets et une abondance solaire dans un cas⁹. Par conséquent, postuler l'existence du vent est toujours valable, mais encore une fois, une preuve directe de son existence reste à faire. Il faut cependant mentionner qu'un seul modèle d'étoile sdB pulsante a été calculé ($0.5 M_{\odot}$, $T_{\text{eff}} = 30\,000\text{ K}$ and $\log g = 5.5$). La température, la gravité et le véritable taux de perte de masse vont grandement influencer l'évolution des pulsations et de la diffusion. L'âge de l'étoile jouera également un rôle prépondérant dans l'évolution de l'étoile.

En résumé, bien qu'il y ait *a priori* plusieurs facteurs pouvant influencer l'abondance photosphérique de fer - ou des éléments du pic du fer -, nos résultats montrent pour l'instant que la distinction entre les étoiles sdB pulsantes et non-pulsantes n'est pas en lien direct avec l'abondance de fer dans l'atmosphère de l'étoile. Cependant, les étoiles anormalement sous-abondantes en fer, comme Feige 87 par exemple, pourraient être tout de suite désignées non-pulsantes sur la base des modèles de Fontaine et al. (2006b). Cette sous-abondance photosphérique de fer serait alors le reflet d'une quantité insuffisante de fer dans l'enveloppe pour

⁹Peut-être y a-t-il un effet de sélection dans notre échantillon, puisque nous pouvons donner comme exemple d'une sdB non-pulsante ayant une sous-abondance de fer prononcée Feige 87 (Chayer et al. 2004). Il semble cependant que ce ne soit pas la norme chez les étoiles sdB.

maintenir le mécanisme κ responsable des pulsations. L'âge, le taux de perte de masse ou l'abondance initiale de l'étoile joueraient probablement un rôle essentiel dans ce cas particulier. Il y aurait donc à ce moment une forme de distinction entre les étoiles sdB pulsantes et non-pulsantes. Les étoiles sdB montrant par contre une abondance de fer de type solaire ou sub-solaire ne peuvent être départagées.

L'analyse des abondances s'est prolongée au-delà du nickel, pour inclure le germanium, le zirconium, l'étain ainsi que le plomb. Ce nouvel apport vient s'intégrer à ceux des deux dernières années cherchant à caractériser l'abondance d'éléments de plus en plus lourds dans l'atmosphère des étoiles sdB (O'Toole 2004; O'Toole & Heber 2006; Chayer et al. 2006). Pour l'instant, bien que seulement quelques raies - ou même juste une seule - soient disponibles, une tendance nette se dégage de notre analyse: une sur-abondance solaire généralisée à tous les éléments observés (Ge, Zr, Sn et Pb). Le germanium, l'étain et le plomb étant dans la même colonne du tableau périodique que le silicium, leur sur-abondance contraste *a priori* avec la sous-abondance typique du silicium. De futures modélisations de diffusion incluant un faible vent stellaire, peut-être fractionné (voir Unglaub & Bues 2001; Unglaub 2006), devront rendre compte de ce phénomène.

Finalement, mentionnons qu'une étoile pulsante de longue période (PHL 457) et une autre de courte période (Feige 48) ont un élargissement de leurs raies d'absorption qui nécessite l'inclusion d'une vitesse de rotation projetée de l'ordre de 20 km/s. Cet ajout pourrait être en partie justifié par le fait que ces deux étoiles appartiennent à un système binaire. Cependant, l'étoile de courte période Feige 48 a été observée dans le visible et l'ultraviolet proche (Heber et al. 2000; O'Toole & Heber 2006), et une limite maximale de 5 km/s avait alors été posée sur la base des raies étroites observées dans ces deux régions. Après vérifications, nous avons exclu que le problème soit d'ordre instrumental. Qu'est-ce qui pouvait alors causer un élargissement des raies dans l'ultraviolet lointain mais non à des longueurs d'ondes plus grandes? Des pulsations radiales à la surface de l'étoile, avec des périodes plus courtes que le temps d'observation, nous ont semblé l'hypothèse la plus valable. Déjà évoqué pour une autre étoile de type EC 14026+2647 (PG 1605+072, Kuassivi et al. 2005), ce phénomène donne naissance à un effet Doppler rapide, puisque le rayon de l'étoile peut varier de plusieurs milliers de

km en un cycle, ce qui élargit alors les raies d'absorption. Par contre, le pic d'amplitude des pulsations se trouverait dans l'ultraviolet lointain par un effet de noircissement centre-bord , ce qui expliquerait que l'élargissement ne soit visible que dans cette région d'influence.

De ce constat, nous pouvons extrapoler que le même phénomène peut s'appliquer à PHL 457. Cependant, il faudrait vérifier si un élargissement est présent dans la partie visible du spectre de cette étoile. Si oui, seule la vitesse de rotation serait responsable de l'élargissement; sinon il faudrait considérer que la plus grande part de l'élargissement vient plutôt de pulsations radiales à la surface de l'étoile.

Bibliographie

- Baschek, B., Sargent, W. L. W., & Searle, L. 1972, *ApJ*, 173, 611
- Bergeron, P., Saffer, R. A., & Liebert, J. 1992, *ApJ*, 394, 228
- Bergeron, P., Wesemael, F., Michaud, G., & Fontaine, G. 1988, *ApJ*, 332, 964
- Blanchette, J.-P., Chayer, P., Wesemael, F., Fontaine, G., Fontaine, M., Dupuis, J., Kruk, J. W., & Green, E. M. 2006, *Baltic Astronomy*, 15, 301
- Charpinet, S., Fontaine, G., Brassard, P., Chayer, P., Rogers, F. J., Iglesias, C. A., & Dorman, B. 1997, *ApJ*, 483, L123
- Charpinet, S., Fontaine, G., Brassard, P., & Dorman, B. 1996, *ApJ*, 471, L103
- Chayer, P., Fontaine, G., Fontaine, M., Lamontagne, R., Wesemael, F., Dupuis, J., Heber, U., Napiwotzki, R., & Moehler, S. 2004, *Ap&SS*, 291, 359
- Chayer, P., Fontaine, G., & Wesemael, F. 1995a, *ApJS*, 99, 189
- Chayer, P., Fontaine, M., Fontaine, G., Wesemael, F., & Dupuis, J. 2006, *Baltic Astronomy*, 15, 131
- Chayer, P., Green, E. M., Fontaine, G., & Saffer, R. A. 2003, in *NATO ASIB Proc. 105: White Dwarfs*, ed. D. de Martino, R. Silvotti, J.-E. Solheim, & R. Kalytis, 85
- Chayer, P., Vennes, S., Dupuis, J., & Kruk, J. W. 2005, *ApJ*, 630, L169
- Chayer, P., Vennes, S., Pradhan, A. K., Thejll, P., Beauchamp, A., Fontaine, G., & Wesemael, F. 1995b, *ApJ*, 454, 429
- D'Cruz, N. L., Dorman, B., Rood, R. T., & O'Connell, R. W. 1996, *ApJ*, 466, 359
- Deetjen, J. L. 2000, *A&A*, 360, 281

- Dorman, B. 1995, in *Liege International Astrophysical Colloquia*, ed. A. Noels, D. Fraipont-Caro, M. Gabriel, N. Grevesse, & P. Demarque, 291
- Dorman, B., Rood, R. T., & O'Connell, R. W. 1993, *ApJ*, 419, 596
- Dziembowski, W. A. & Pamiatnykh, A. A. 1993, *MNRAS*, 262, 204
- Edelmann, H. 2003, Ph.D. Thesis, Universität Erlangen-Nürnberg
- Edelmann, H., Altmann, M., & Heber, U. 2006a, *Baltic Astronomy*, 15, 191
- Edelmann, H., Heber, U., Altmann, M., Karl, C., & Lisker, T. 2006b, *A&A*, in press
- Edelmann, H., Heber, U., Hagen, H.-J., Lemke, M., Dreizler, S., Napiwotzki, R., & Engels, D. 2003, *VizieR Online Data Catalog*, 340, 939
- Fontaine, G., Brassard, P., Charpinet, S., & Chayer, P. 2006c, *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 77, 49
- Fontaine, G., Brassard, P., Charpinet, S., Green, E. M., Chayer, P., Billères, M., & Randall, S. K. 2003, *ApJ*, 597, 518
- Fontaine, G., Brassard, P., Wesemael, F., & Tassoul, M. 1994, *ApJ*, 428, L61
- Fontaine, G. & Chayer, P. 1997, in *The Third Conference on Faint Blue Stars*, ed. A. G. D. Philip, J. Liebert, R. Saffer, & D. S. Hayes, 169
- Fontaine, G., Green, E. M., Chayer, P., Brassard, P., Charpinet, S., & Randall, S. K. 2006b, *Baltic Astronomy*, 15, 211
- Fontaine, M., Chayer, P., Wesemael, F., Lamontagne, R., Blanchette, J.-P., & Fontaine, G. 2006a, in preparation
- For, B.-Q., Green, E. M., O'Donoghue, D., Kiss, L. L., Randall, S. K., Fontaine, G., Jacob, A. P., O'Toole, S. J., Hyde, E. A., & Bedding, T. R. 2006, *ApJ*, 642, 1117
- Geier, S., Heber, U., Przybilla, N., & Kudritzki, R.-P. 2006, *Baltic Astronomy*, 15, 243
- Green, E., Fontaine, G., & Chayer, P. 2006, *ApJ*, in preparation
- Green, E. M., Fontaine, G., Reed, M. D., Callera, K., Seitzzahl, I. R., White, B. A., Hyde, E. A., Østensen, R., Cordes, O., Brassard, P., Falter, S., Jeffery, E. J., Dreizler, S., Schuh, S. L., Giovanni, M., Edelmann, H., Rigby, J., & Bronowska, A. 2003, *ApJ*, 583, L31

- Green, R. F., Schmidt, M., & Liebert, J. 1986, *ApJS*, 61, 305
- Han, Z., Podsiadlowski, P., Maxted, P. F. L., & Marsh, T. R. 2003, *MNRAS*, 341, 669
- Han, Z., Podsiadlowski, P., Maxted, P. F. L., Marsh, T. R., & Ivanova, N. 2002, *MNRAS*, 336, 449
- Heber, U. 1986, *A&A*, 155, 33
- Heber, U. & Langhans, G. 1986, in *ESA SP-263: New Insights in Astrophysics. Eight Years of UV Astronomy with IUE*, ed. E. J. Rolfe, 279–282
- Heber, U., Reid, I. N., & Werner, K. 2000, *A&A*, 363, 198
- Hubeny, I. & Lanz, T. 1995, *ApJ*, 439, 875
- Kilkenny, D., Koen, C., O'Donoghue, D., & Stobie, R. S. 1997, *MNRAS*, 285, 640
- Kuassivi, Bonanno, A., & Ferlet, R. 2005, *A&A*, 442, 1015
- Kurucz, R. & Bell, B. 1995, *Atomic Line Data* (R.L. Kurucz and B. Bell) Kurucz CD-ROM No. 23. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory, 1995., 23
- Lamontagne, R., Wesemael, F., & Fontaine, G. 1987, *ApJ*, 318, 844
- Lamontagne, R., Wesemael, F., Fontaine, G., & Sion, E. M. 1985, *ApJ*, 299, 496
- Lanz, T. 2004, private communication
- Maxted, P. f. L., Heber, U., Marsh, T. R., & North, R. C. 2001, *MNRAS*, 326, 1391
- Michaud, G., Bergeron, P., Wesemael, F., & Fontaine, G. 1985, *ApJ*, 299, 741
- Moehler, S., de Boer, K. S., & Heber, U. 1990, *A&A*, 239, 265
- Moos, H. W. et al. 2000, *ApJ*, 538, L1
- Morales-Rueda, L., Maxted, P. F. L., Marsh, T. R., North, R. C., & Heber, U. 2003, *MNRAS*, 338, 752
- Moran, C., Maxted, P., Marsh, T. R., Saffer, R. A., & Livio, M. 1999, *MNRAS*, 304, 535
- Napiwotzki, R., Edelmann, H., Heber, U., Karl, C., Drechsel, H., Pauli, E.-M., & Christlieb, N. 2001, *A&A*, 378, L17
- Napiwotzki, R., Karl, C. A., Lisker, T., Heber, U., Christlieb, N., Reimers, D., Nelemans, G., & Homeier, D. 2004, *Ap&SS*, 291, 321

- Ohl, R. & Chayer, P. 2006, in preparation
- Ohl, R. G., Chayer, P., & Moos, H. W. 2000, *ApJ*, 538, L95
- O'Toole, S. J. 2004, *A&A*, 423, L25
- O'Toole, S. J., Falter, S., Heber, U., Jeffery, C. S., Dreizler, S., Schuh, S. L., & The MSST + Wet Teams. 2004b, *Ap&SS*, 291, 457
- O'Toole, S. J. & Heber, U. 2006, *A&A*, in press
- O'Toole, S. J., Heber, U., & Benjamin, R. A. 2004a, *A&A*, 422, 1053
- Pereira, C., Wesemael, F., & Bergeron, P. 2006, *Baltic Astronomy*, 15, 123
- Saffer, R. A., Bergeron, P., Koester, D., & Liebert, J. 1994, *ApJ*, 432, 351
- Sahnou, D. J. et al. 2000, *ApJ*, 538, L7
- Sargent, W. L. W. & Searle, L. 1966, *ApJ*, 145, 652
- Sweigart, A. V. & Gross, P. G. 1978, *ApJS*, 36, 405
- Theissen, A., Moehler, S., Heber, U., Schmidt, J. H. K., & de Boer, K. S. 1995, *A&A*, 298, 577
- Unglaub, K. 2006, *Baltic Astronomy*, 15, 147
- Unglaub, K. & Bues, I. 1998, *A&A*, 338, 75
- . 2001, *A&A*, 374, 570
- Vennes, S., Chayer, P., & Dupuis, J. 2005, *ApJ*, 622, L121
- Wesemael, F., Fontaine, G., Bergeron, P., Lamontagne, R., & Green, R. F. 1992, *AJ*, 104, 203

Remerciements

Je remercie tout d'abord François Wesemael pour son apport en tant que directeur de recherche et correcteur principal de l'article. Je remercie également Mathieu Fontaine pour son aide générale sur tous les aspects reliés à FUSE, ainsi que Pierre Chayer pour ses judicieuses suggestions et nombreux conseils.

Annexe A

Exemples de synthèse spectrale d'étoiles de type PG 1716+426

A.1 Comparaison avec la Figure 2.4

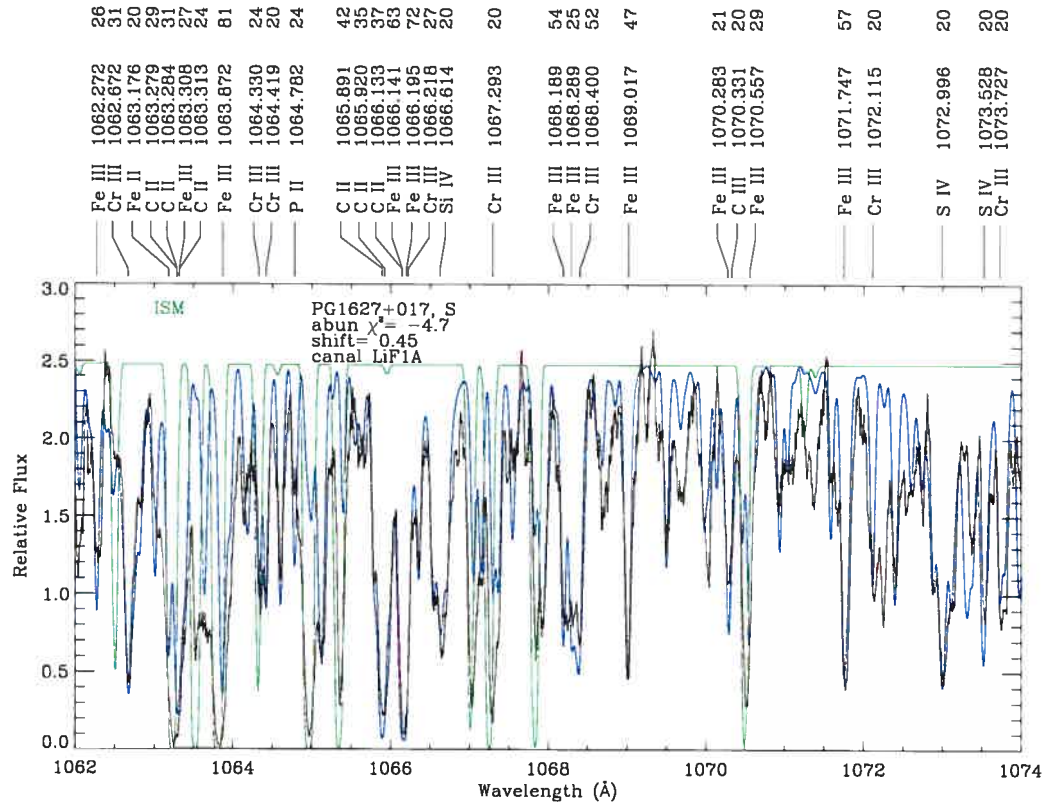


FIGURE A.1 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour PG 1627+017. Il s'agit de la même région spectrale que celle montrée à la figure 2.4 de l'article pour PG 1338+039, région qui couvre principalement la synthèse spectrale des raies du Fe III dans la région 1062-1074 Å. L'accord entre les données observées et synthétiques sont par contre maximisées pour le S IV.

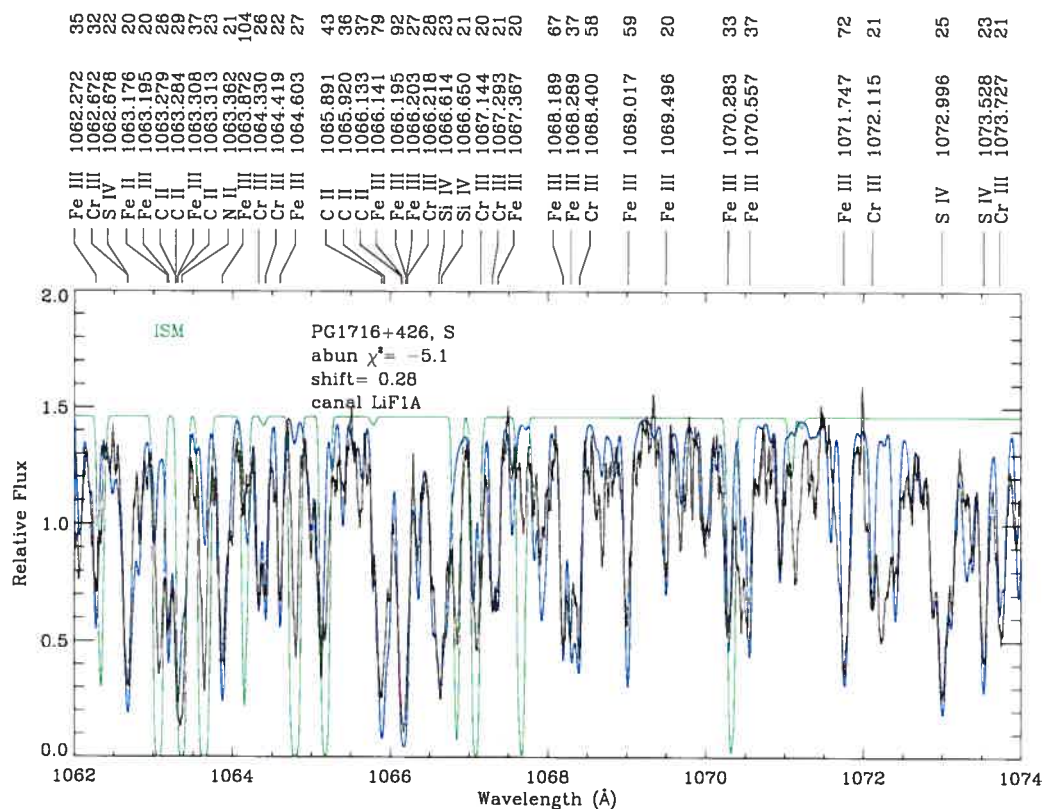


FIGURE A.2 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour PG 1716+426 (similaire à la Figure A.1).

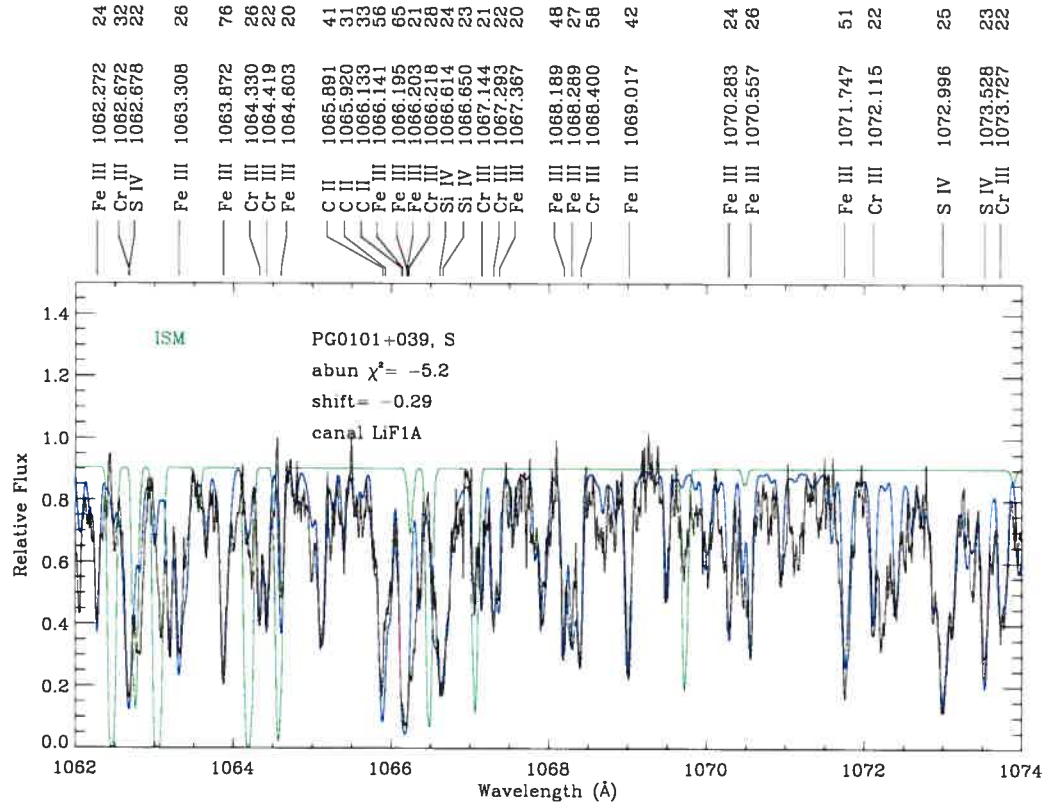


FIGURE A.3 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour PG 0101+039 (similaire à la Figure A.1).

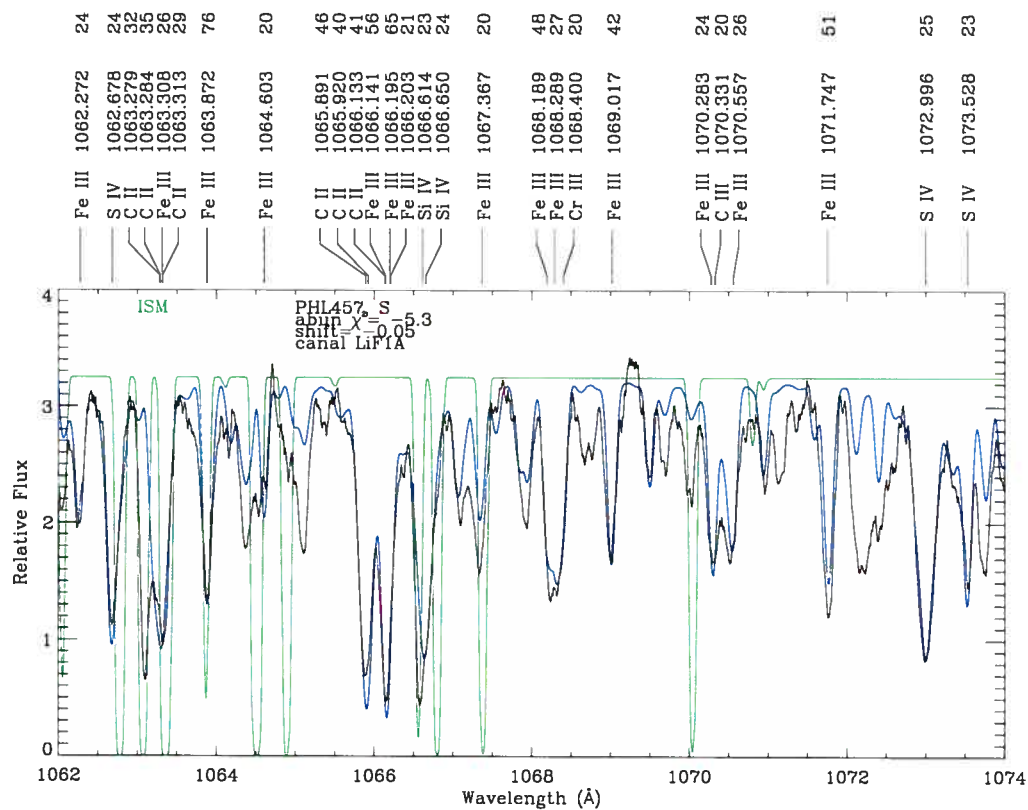


FIGURE A.4 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour PHL 457 (similaire à la Figure A.1).

A.2 Autres exemples d'abondances photosphériques pour PG 1338+481

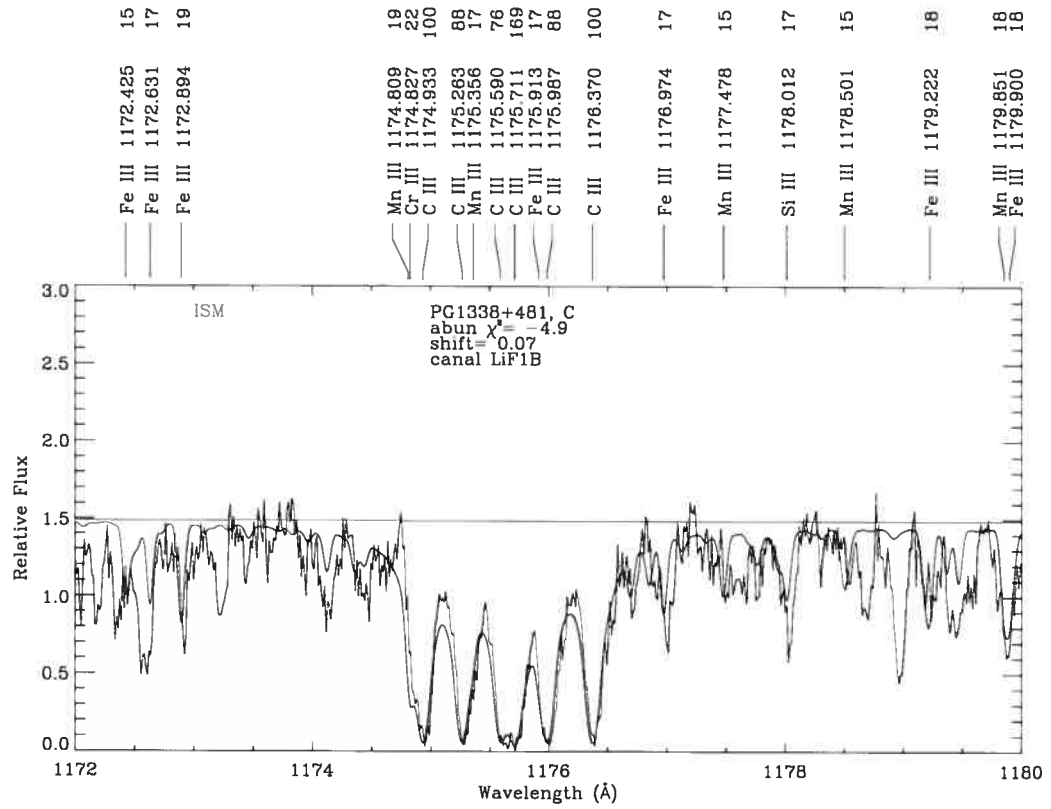


FIGURE A.5 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le C III dans la région 1172-1180 Å.

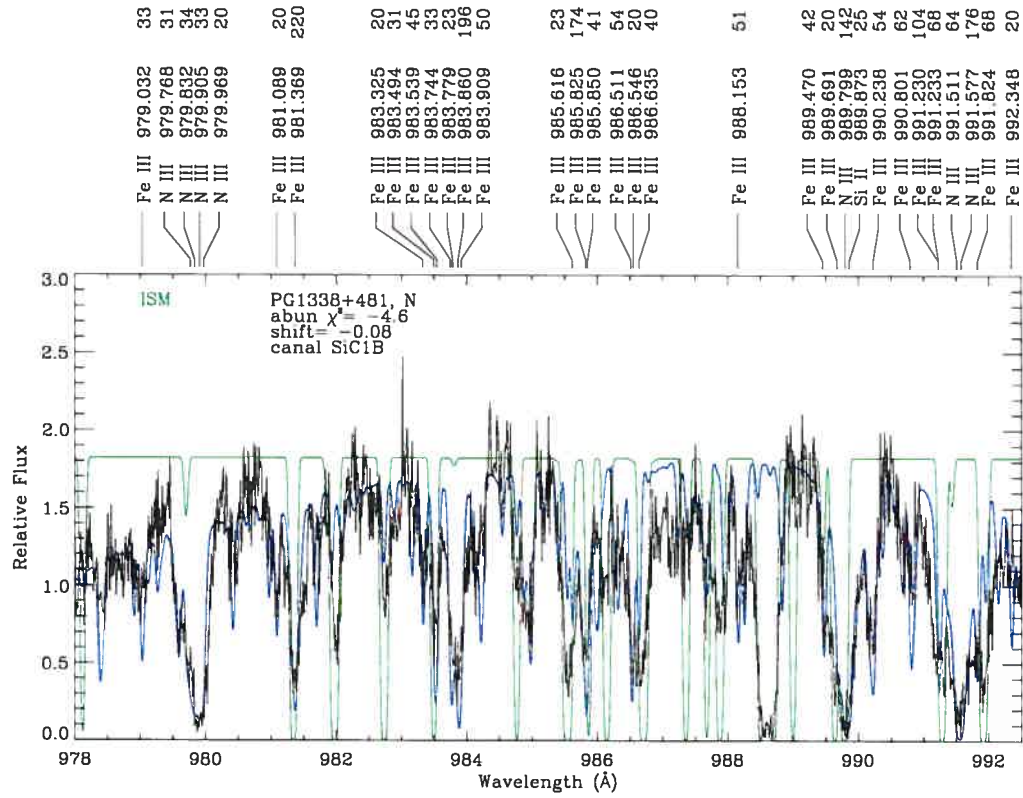


FIGURE A.6 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le N III dans la région 978-992 Å.

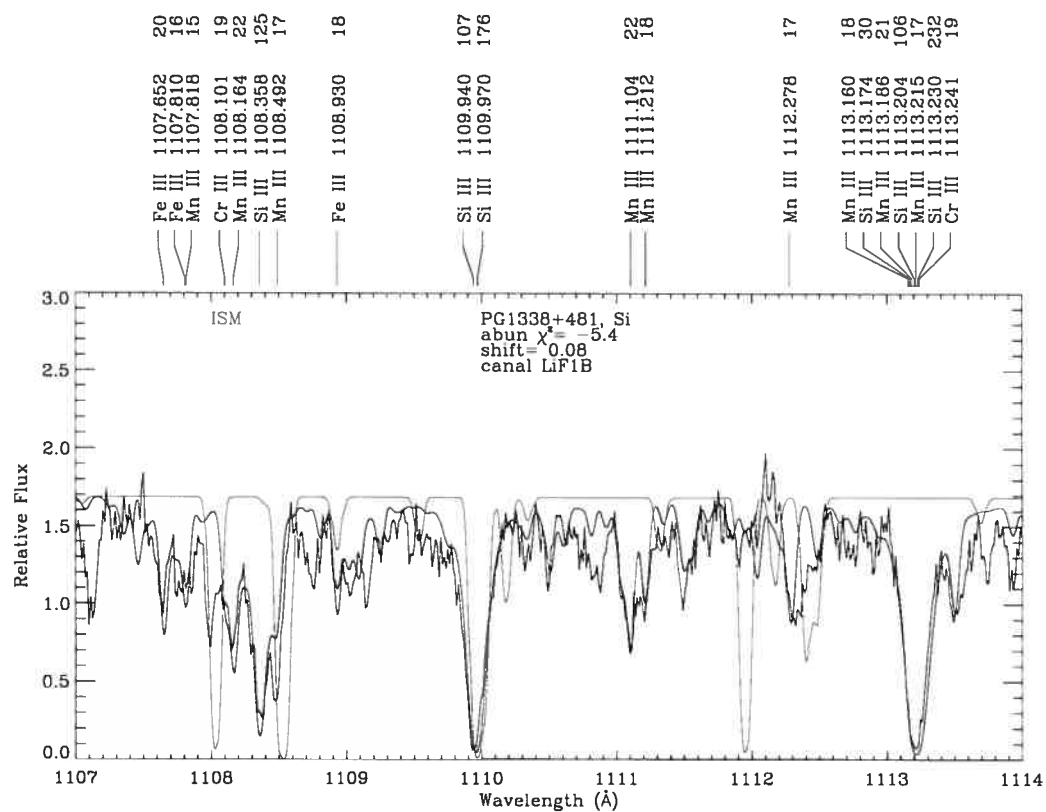


FIGURE A.7 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Si III dans la région 1107-1114 Å.

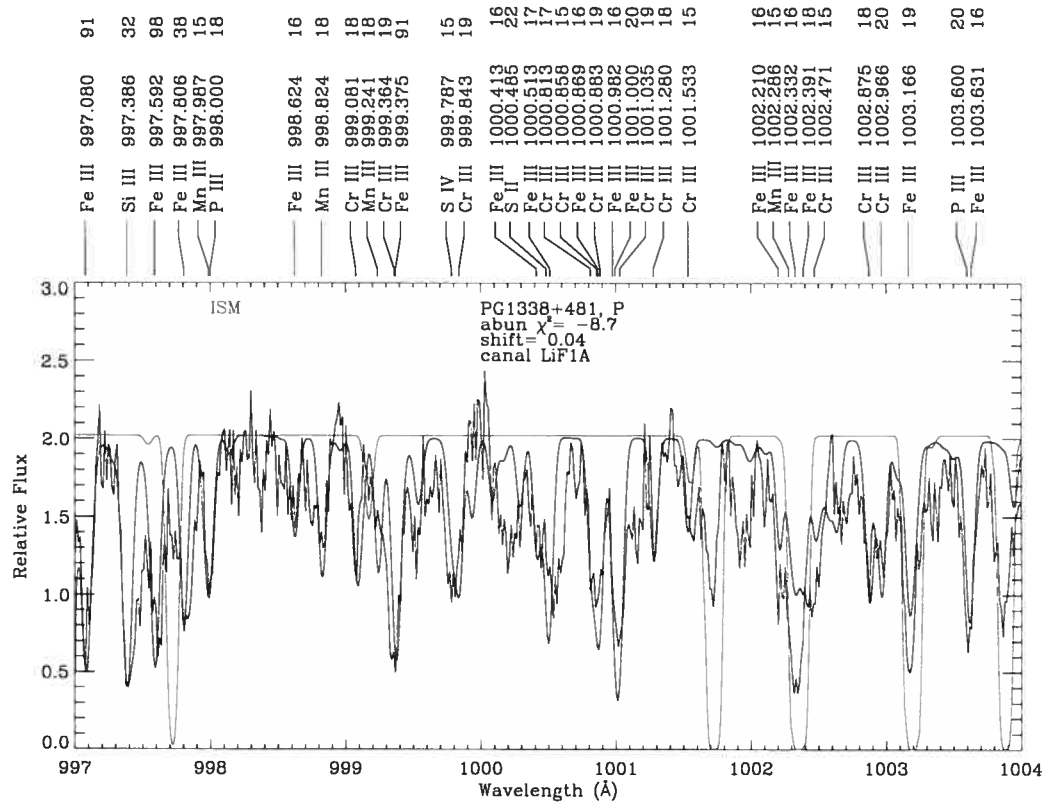


FIGURE A.8 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le P III dans la région 997-1004 Å.

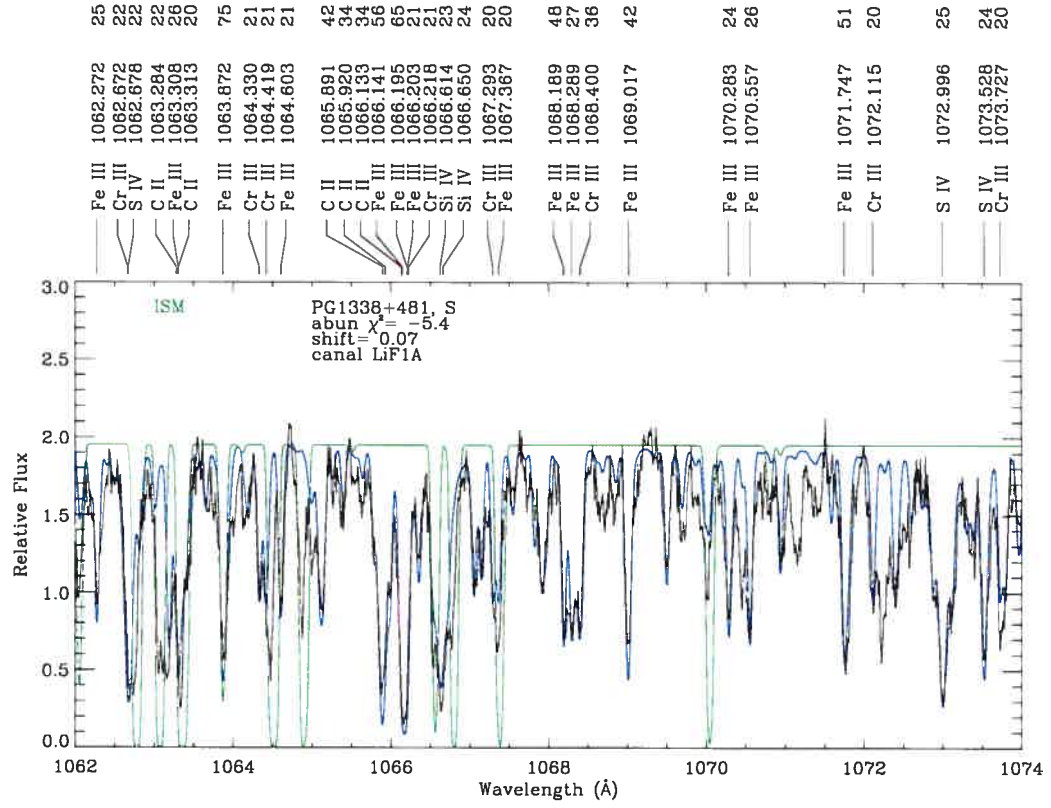


FIGURE A.9 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le S IV dans la région 1062-1074 Å.

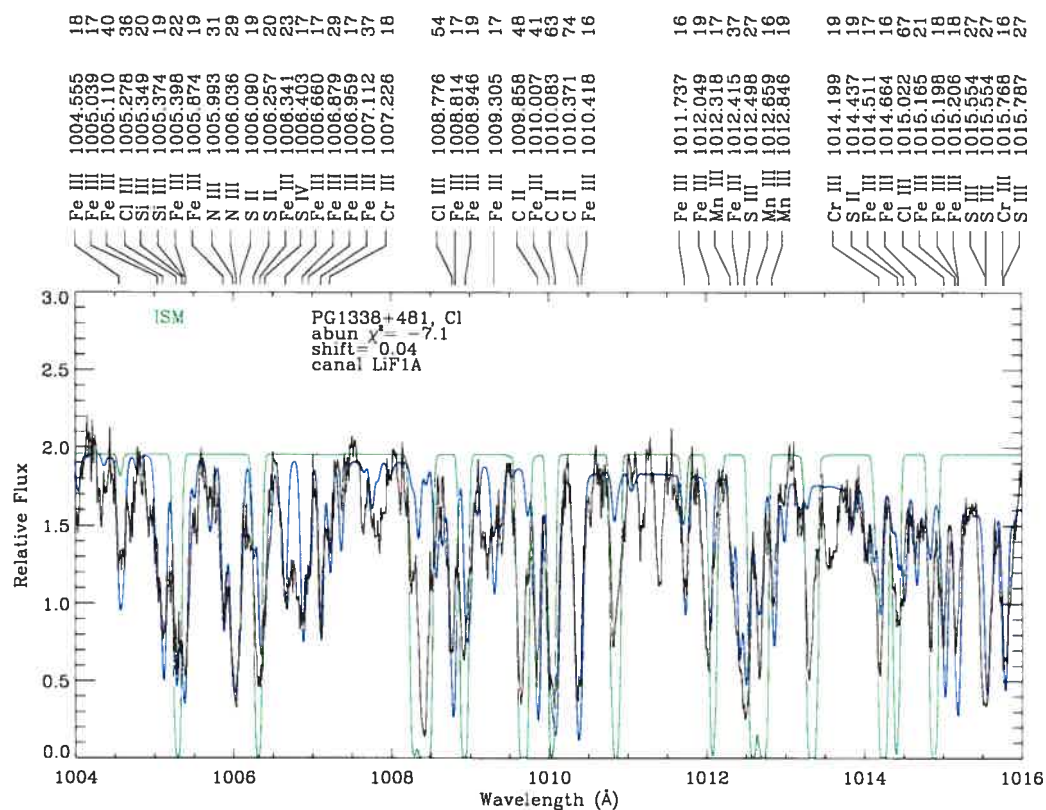


FIGURE A.10 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Cl III dans la région 1004-1016 Å.

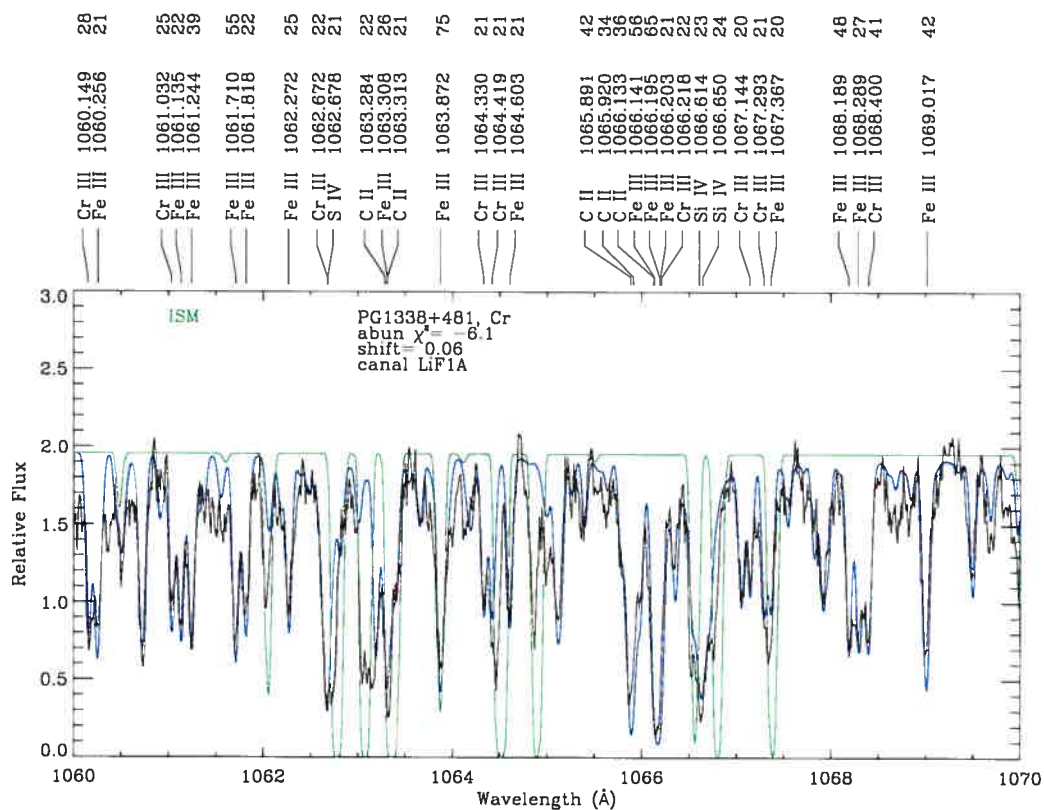


FIGURE A.11 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Cr III dans la région 1060-1070 Å.

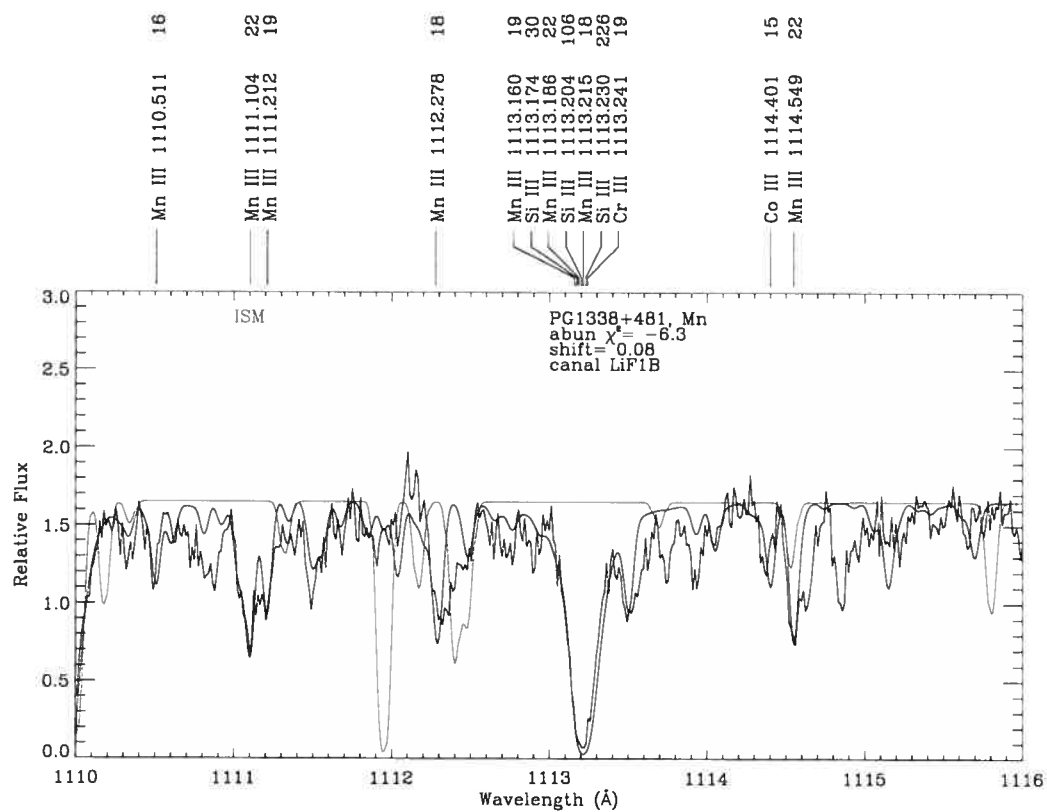


FIGURE A.12 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Mn III dans la région 1110-1116 Å.

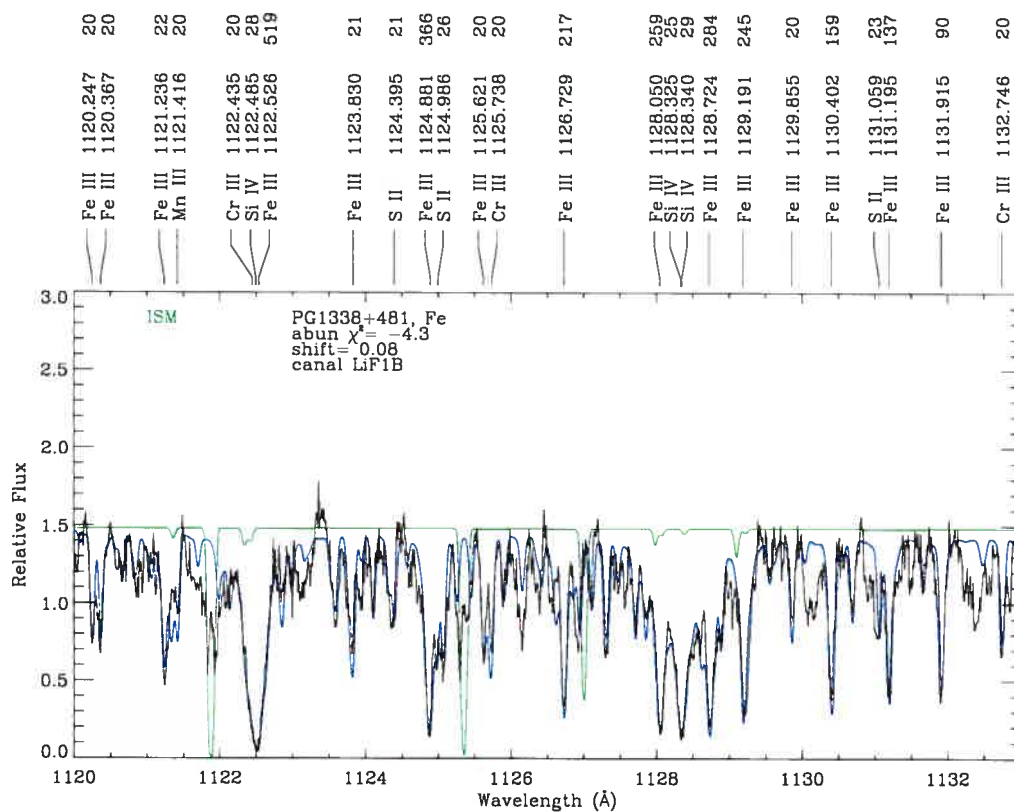


FIGURE A.13 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Fe III dans la région 1120-1133 Å.

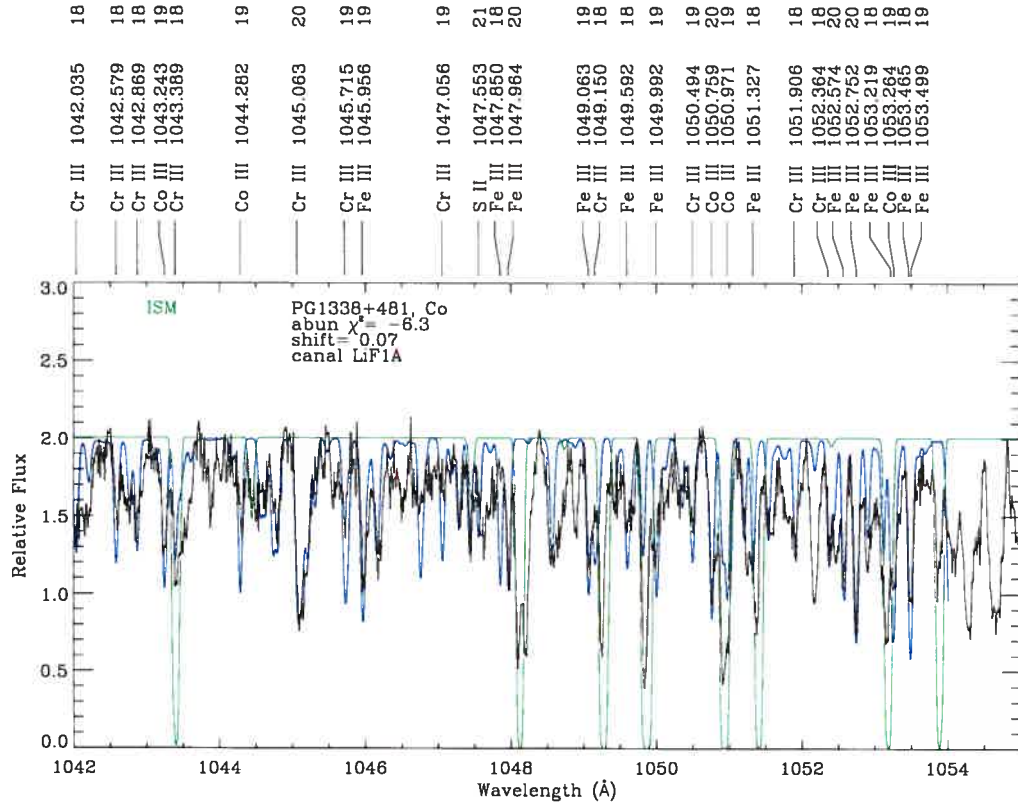


FIGURE A.14 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Co III dans la région 1042-1055 Å.

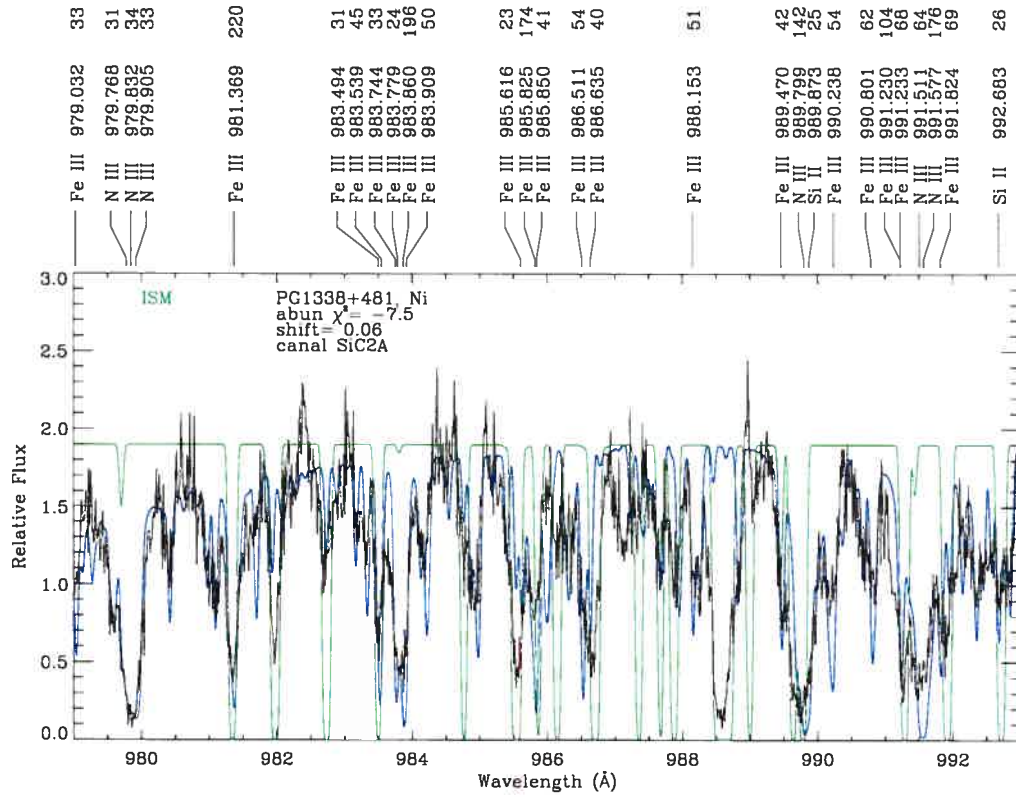


FIGURE A.15 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Ni III à 979.589 Å.

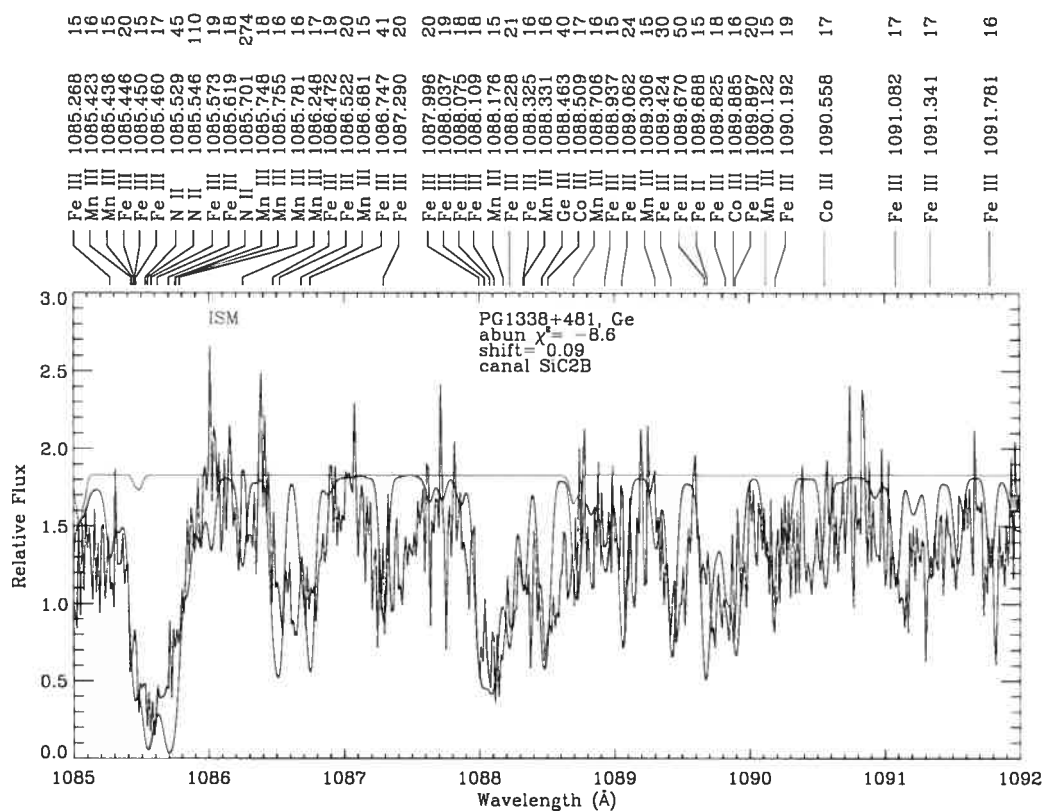


FIGURE A.16 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Ge III à 1088.463 Å.

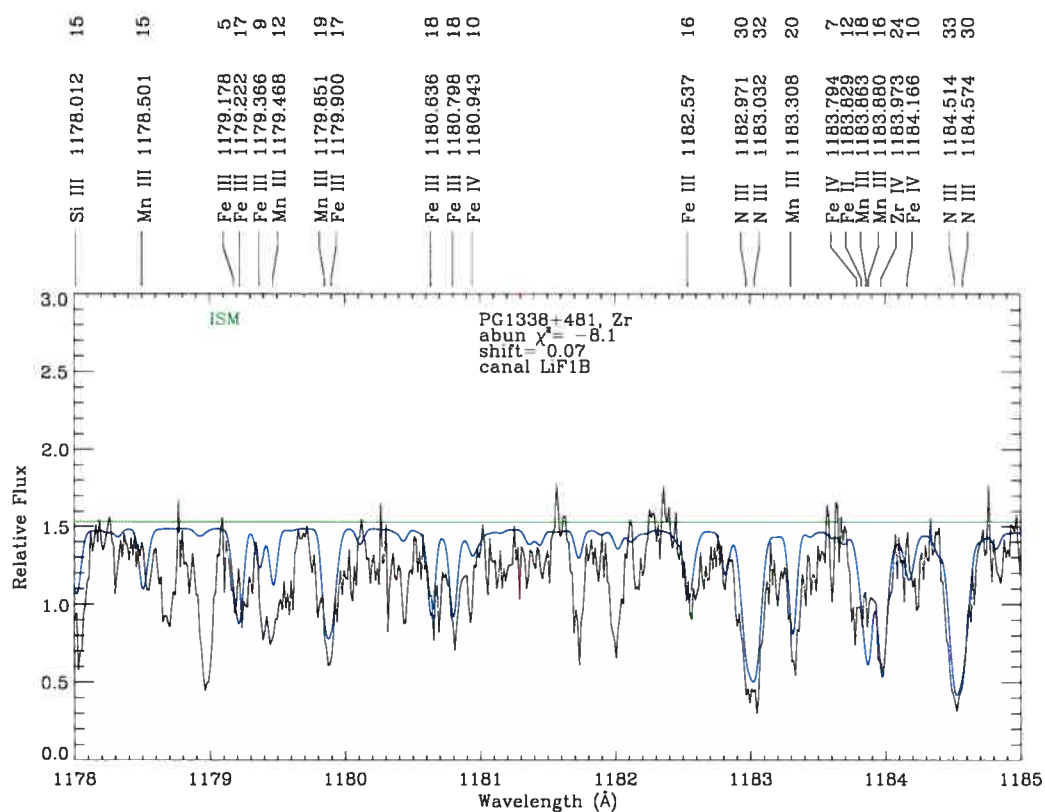


FIGURE A.17 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Zr IV à 1183.973.

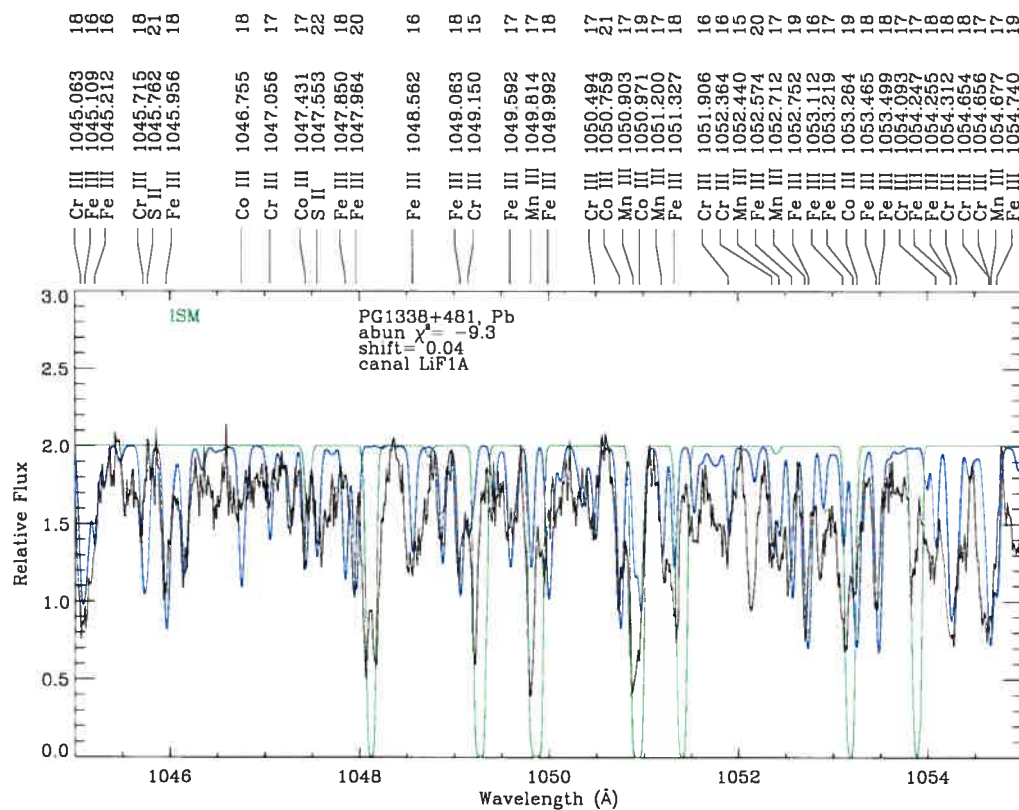


FIGURE A.18 – Un exemple typique de synthèse spectrale pour le Pb III à 1048.887 Å.